爆発1年後にダスト生成を示した IIn 型超新星 SN 2010jl の観 測的研究

広島大学 理学研究科 物理科専攻

高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室

M120253

上野 一誠

主查:川端 弘治

副查:山本一博

日付:2014年2月10日

8-10 太陽質量以上の大質量星は、その一生の最後に重力崩壊型超新星爆発を起こす。その中でもスペク トルに~100km/sの低速成分を含む水素の輝線を示すものは IIn 型超新星に分類される。これは爆発直前 に親星が放出した速度の遅い星周物質と超新星爆発に伴う高速の ejecta が相互作用することによって作り 出されると考えられている。銀河の進化に大きな影響を及ぼす大質量星の進化形態はまだよく分かってお らず、その主要な理由には親星の質量放出過程に大きな不定性があることが挙げられる。爆発以前に激しい 質量放出を示す IIn 型超新星を詳しく知ることは、大質量星の進化を理解することに繋がる。また、超新星 は星間ダストの主要な供給源であると考えられているが、宇宙におけるダストの生成現場が実際に観測さ れた例は少ない。星周物質に富んだ IIn 型超新星はこのダスト生成を示す可能性が指摘されており、その観 点においても重要である。

SN 2010jl は UGC 5189A と呼ばれる比較的近傍の銀河で発見された IIn 型超新星である。我々は、この 天体に対し広島大学かなた望遠鏡、国立天文台すばる望遠鏡、鹿児島大学 1m 光・赤外線望遠鏡の 3 つの望 遠鏡を用いて可視近赤外線撮像と可視分光のモニター観測を行った。後期の測光では背景銀河によるコン タミネーションが無視出来ないことから、爆発以前に得られている画像を利用して差し引きを行い、測光精 度を向上させた。(図 1)

得られた光度曲線 (図 2) をみると、爆発から 1 年後にあたる約 350 日後付近に可視減光に伴う近赤外線 での増光が確認出来る。このような振舞いは、超新星では稀であり、その特徴からダスト生成の可能性が考 えられる。近赤外増光を示した時期の spectral energy distribution(SED) は、高温によるダストの熱放射 でうまく説明される。

次に、得られたスペクトルの H の輝線プロファイルに着目した。輝線放射領域の中でダストが形成された場合、H の輝線プロファイルは、我々から遠ざかる向こう側の成分が吸収されるため見掛け上ブルーシフトするはずである。SN 2010jl では爆発 100 日程度からそのような傾向が見られたが、ダストが大規模に生成されたと考えられる 350 日付近にはそのような変化は見られなかった。これは、このダストが輝線領域よりも外側に分布している事を示唆する。

これらの事から、SN 2010jl では爆発の約1年後に ejecta の外側で過去に観測例がないほど大規模なダスト形成を引き起したと考えられる。解析の結果から少なくとも $10^{-4} \sim 10^{-3} M_{\odot}$ の炭素質のダストが新たに生成されたと見積られる。これらのことは、通常の IIn 型超新星の親星よりも大規模な質量放出を経験したことを示唆する。SN 2010jl が通常の IIn 型に比べ明るかったことや後期に亘り H α 輝線強度が高い値を示したこともそれを支持する結果である。

目 次

第1章	序論	6
1.1	超新星	6
	1.1.1 IIn 型超新星	7
	1.1.2 ダスト生成が観測された超新星 SN 2006jc	10
1.2	本研究の目的	10
第2章	観測及びデータ解析	12
2.1	観測天体: SN 2010jl	12
2.2	観測	12
	2.2.1 観測に用いた施設・装置	12
	2.2.2 観測ログ	20
2.3	データ解析	20
	2.3.1 測光	20
	2.3.2 Landolt Star を用いた比較星の等級決定	22
	2.3.3 後期観測における銀河テンプレート差し引き	25
	2.3.4 分光	30
第3章	結果	36
3.1	測光結果....................................	36
	3.1.1 可視近赤外光度曲線	36
	3.1.2 Spectral energy distribution	37
	3.1.3 総輻射光度	40
3.2	分光結果	41
	3.2.1 輝線のプロファイルの時間変化	41
	3.2.2 輝線フラックスの時間変化	44
第4章	考察	46
4.1	赤外超過とダスト生成	46
	4.1.1 赤外超過成分の分離	46
	4.1.2 ダスト放射モデルのフィッティング	47
	4.1.3 ダスト生成サイト	56
4.2	SN 2010jlの星周物質と親星	59
第5章	まとめ	61

図目次

1.1	大マゼラン星雲で発生した超新星 SN1987A。右は爆発前, 左は爆発後 [1]	6
1.2	スペクトルによる超新星の分類方法 ([2] より転載)	7
1.3	Lick Observatory Supernova Search と呼ばれる超新星サーベイにより近傍宇宙 (我々から	
	60Mpc 以内=volume-limited samples になっている) で発見された超新星における種類別の	
	内訳 [3]	8
1.4	右:一般的な II 型超新星と IIn 型の水素のプロファイルの違い、右:IIn 型の複数の速度成	
	分が合さった水素輝線が見られる理由を表した模式図	9
1.5	$\operatorname{HR} \boxtimes \ \ldots \$	9
1.6	SN 2006jc の光度曲線 [9]	11
2.1	かなた望遠鏡(広島大学 1.5m 光学赤外線望遠鏡: 2009 年 6 月撮影)[4]	13
2.2	HOWPol	14
2.3	かなた望遠鏡とHONIR	16
2.4	すばる望遠鏡 [15]	17
2.5	FOCAS[15]	17
2.6		18
2.7	京都産業大学荒木望遠鏡 [18]	19
2.8	取得した生画像に寄与する成分	21
2.9	開口測光の概念図・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・	21
2.10	測光に用いた比較星	23
2.11	比較星の測光に用いた標準星 PG0918 とその星野	24
2.12	2010/11/05 撮影。銀河中に発見された SN 2010jl	25
2.13	SN 2010jl の爆発 600 日後までの光度曲線	26
2.14	Johnson-Cousins system \mathcal{E} SDSS system	27
2.15	Johnson-Cousins system と SDSS system の関係式 [20]	27
2.16	位置合わせを行う前の SDSS の画像	27
2.17	位置合わせ後の SDSS の画像	27
2.18	PSF 合わせを行う前の SDSS の画像	28
2.19	PSF 合わせ後の SDSS の画像	28
2.20	差し引かれる画像 (HOWPol)	29
2.21	差し引く画像 (SDSS)	29
2.22	テンプレート差し引きを行った後の HOWPol の画像	29

2.23	テンプレート差し引きを行う前とテンプレート差し引きを行った後の光度曲線。中塗りの点	
	がテンプレート差し引きを行った後である。また、200日以前において差し引きデータが少	
	ないのは、テンプレート差し引き後も等級差がほぼ見られず、銀河の影響が小さいと判断し	
	たためである。	30
2.24	上のフレームが一次処理後の超新星フレーム。下が一次処理後の標準星フレーム。これらは	
	天体からの光をプリズムにより分光した画像で、横軸が波長、色がカウント数に対応し入ろ	
	が濃いものほどカウントが大きい。....................................	31
2.25	上のフレームが歪み補正前の超新星フレーム。下が歪み補正後の超新星フレーム。....	32
2.26	波長較正に用いるスカイの輝線 (それぞれの輝線波長は左より、4047Å, 4356Å, 5461Å, 5577Å,	
	5892Å, 6300Å, 7240Å, 7715Å, 8341Å, 8824Å)	33
2.27	上のフレームが宇宙線除去前の超新星フレーム。下のフレームが宇宙線除去後の超新星フ	
	$ u - \Delta_{\circ}$	34
2.28	2011/11/15 観測のスペクトル。 5505Å では輝線の影響はほぼない。	35
0.1		20
ა.1 ვე	SN 2010JI の元度曲線	30 20
ა.∠ ეე	Epochi (~100d) の SED を 2 成力の黒体放射 C ノイット した結本 ····································	აი აი
ა.ა ე_4	Epoch2($200-2500$) の SED を 2 成力の黒体放射 C $7 - 9$ C h	30
3.4	Lpocn3(~430d) の SED を 2 成力の素体成別 C ノイット O に 編集 (可 税 成力 の 素体 成別 の	20
25		39
3.3 2.6	Epoch3 O SED \mathcal{E}_2 成方の羔体放射 Cフィットした結果 (可視成方の羔体放射の 6000K \mathcal{E}_{W}) Epoch4(550 6004) \mathcal{O}_{SED} た 2 成分の里体放射でフィットした結果 (可視成分の里体放射を	39
5.0	Lpocn4(550-600d)のSED を2 成力の素体成別Cノイットした結果(可視成力の素体成別を 5000以と用字)	40
97	3000 C回 \mathcal{L}) · · · · · · · · · · · · · · · · · · ·	40
ე. ე.ი	$Epoch4 O SED \mathcal{E}_2 成力の素体成別 C \mathcal{I}_4 \mathcal{P} F \mathcal{O}に結果 (可視成力の素体成別 \mathcal{E} 0000K C 固定)$	40
3.8 2.0	SN 2010月 C 依 χ な 起 新生 の 総 軸 新 元 足 L χ 。	41
3.9	$H\alpha$ 弾緑の兄針)の blue snit。 光兄から 30-2000ay の期间に対応する。([23] より転載)	42
3.10		43
3.11	仮期のテーダも含めた $Πα$ 輝緑のフロファイルに較 ····································	43
3.12		44
3.13	SN 2010JIの禅緑強度と他のIIn 型超新星の禅緑強度の比較([24] より転載)	45
3.14	SN 2010jl の後期における禅緑独度の変化	45
4.1	赤外超過前後の SED の変化	47
4.2	赤外超過前後の SED の変化	48
4.3	赤外超過前の 215day を用いて差し引きを行った結果	48
4.4	赤外超過直後 367day を用いて差し引きを行った結果	48
4.5	赤外超過前の 215day の差し引きで求めた 367day の SED をダスト放射モデルのフィッティ	
	ングしたもの (緑の点線がダストを Amorphous Carbon と仮定したダスト放射モデル。青の	
	点線がダストを Astronomical Silicate と仮定したダスト放射モデル。)	50
4.6	赤外超過前の 215day の差し引きで求めた 464day の SED をダスト放射モデルのフィッティ	
	ングしたもの (図 4.5 に準ずる)	50

4.7	赤外超過前の 215day の差し引きで求めた 551day の SED をダスト放射モデルのフィッティ	
	ングしたもの (図 4.5 に準ずる)	51
4.8	赤外超過前の 215day の差し引きで求めた 886day の SED をダスト放射モデルのフィッティ	
	ングしたもの。 $0.8 \mu \mathrm{m} ext{-}1.2 \mu \mathrm{m}$ で見られる超過は、差し引きに用いる SED の日が差し引かれ	
	る日と離れているためその間の光球の変化が反映されず差し引き残りがあるからである。(緑	
	の点線がダストを温度 1000K の Amorphous Carbon と仮定したダスト放射モデル。青の点	
	線がダストを温度 1000K の Astronomical Silicate と仮定したダスト放射モデル。紫の点線	
	がダストを温度 13500K の Amorphous Carbon と仮定したダスト放射モデル。水色の点線	
	がダストを温度 1350K の Astronomical Silicate と仮定したダスト放射モデル。)	52
4.9	赤外超過前の 367day の差し引きで求めた 392day の SED をダスト放射モデルのフィッティ	
	ングしたもの (図 4.5 に準ずる)	53
4.10	赤外超過前の 367day の差し引きで求めた 464day の SED をダスト放射モデルのフィッティ	
	ングしたもの (図 4.5 に準ずる)	53
4.11	赤外超過前の 367day の差し引きで求めた 551day の SED をダスト放射モデルのフィッティ	
	ングしたもの (図 4.5 に準ずる)	54
4.12	赤外超過前の 367day の差し引きで求めた 886day の SED をダスト放射モデルのフィッティ	
	ングしたもの (図 4.8 に準ずる)	54
4.13	ダストの組成を Amorphous Carbon として SED のダスト放射モデルのフィッティングから	
	求まった物理量のグラフ。上の図が時間に対する可視光 V バンドと近赤外 K バンドの等級。	
	中の図が時間に対するダスト温度の変化。下の図が時間に対するダストの総質量の変化。下	
	の図の白抜きの点は、215day で差し引き行った 367day の SED に 367day で差し引きを行っ	
	たデータを足し合わせたデータ。	55
4.14	ダストの組成を Astronomical Silicate として SED のダスト放射モデルのフィッティングか	
	ら求まった物理量のグラフ。上の図が時間に対する可視光 V バンドと近赤外 K バンドの等	
	級。中の図が時間に対するダスト温度の変化。下の図が時間に対するダストの総質量の変化。	56
4.15	発見から 29.7 日後の SED を1成分の黒体放射でフィッティングした結果	57
4.16	IRAF の splot タスクで Hlpha 輝線をガウシアンフィットした結果。表 4.4 に示すように 3 つの	
	速度成分で表されることが判る。	58

第1章 序論

1.1 超新星

宇宙における天体現象の代表的なものに「超新星」がある。これは、図 1.1 のように夜空に突然新たな 星が通常の「新星」よりもひときわ明るく輝き出す現象である。この現象は、新たに星が誕生しているよう な振舞いから歴史的に超「新星」と呼ばれている。しかし、実際には質量の重い恒星がその進化の最後の段 階で引き起す大爆発現象であると現在では理解されている。超新星は 10⁵¹erg のエネルギーを一瞬で解放す る宇宙最大級の爆発現象であり、その明るさは、数十億の星が集って出来ている小型の銀河の明るさと同 程度に達するものもある。また、爆発時に中心部は超高温となることから鉄よりも重い元素の生成にも役 立っていると考えられており、作られた元素は、爆発の勢いにのり宇宙空間にばらまかれて宇宙の化学的性 質を豊かにしている。

その他にも銀河の進化にも大きな影響を及ぼす。銀河に分布しているガスは重力収縮を起こし星を形成 する。それらの新しく誕生した星は、星の内部で元素合成をしていきその一生の最後に超新星爆発を起こ すことにより様々な元素を星周空間に放出する。銀河にばらまかれた元素により汚染されたガスから再び 星が誕生し同じサイクルを繰り返す事で銀河を進化させるとされている。



図 1.1: 大マゼラン星雲で発生した超新星 SN1987A。右は爆発前, 左は爆発後 [1]

超新星にはいくつかの種類があり、大まかな分類は爆発初期におけるスペクトルの観測的特徴によって なされている。まずスペクトルに宇宙で最も存在量が多い水素の吸収線があるかどうかで分類される。水 素の吸収線がないものが I 型超新星、あるものが II 型超新星と呼ばれる。I 型超新星は、ヘリウムがなくケ イ素の吸収線が強いものを Ia 型超新星、ヘリウムの吸収線が強いものを Ib 型超新星、ヘリウムもケイ素も 弱いものを Ic 型超新星と細分化されている。(図 1.2)

これらの中で、Ia 型超新星とそれ以外の II 型、Ib 型、Ic 型超新星ではその爆発メカニズムが異っている



図 1.2: スペクトルによる超新星の分類方法 ([2] より転載)

ことがほぼ明らかとなっている。Ia 型超新星は、他の超新星と異なり楕円銀河にも発見される。大質量星 はその寿命が短いことから星形成を行っていない楕円銀河では存在し得ないため、Ia 型超新星は小型質量 の進化が進んだ天体である白色矮星の核爆発によるものだとされている。一方で、II型、Ib型、Ic型超新 星は星生成がさかんな渦巻き銀河や不規則銀河のみで発見されていることより、大質量星の重力崩壊による 爆発だと考えられている。重力崩壊型の中で II 型超新星は、爆発直前において親星の最外層に豊富な水素 の層が存在し、それが II 型超新星のスペクトルに見られる吸収線を作ると考えられている。Ib型、Ic型超 新星に関しては、大質量星が爆発前に親星の恒星風または連星系の効果によって水素層、またはさらにその 内側のヘリウム層を失い爆発を起こしたものと考えられている。

しかし、どのような星がどのようにして外層を失うかやどのような爆発を起こすかについては未だ未解 決な部分が多く現在も様々な研究が精力的に進められている。以下、本論文で扱う IIn 型超新星についてよ り詳しく紹介する。

1.1.1 IIn 型超新星

超新星の中で水素の吸収線を持つ II 型超新星は、さらにその中でいくつかの種類に分類される。II 型超 新星のなかで最も多く発見されているのが II-P 型超新星と呼ばれるもので、II 型のうち約7割がこの超新 星である [3]。特徴としては光度が極大を迎えた後にその光度が停滞する時期 (Plateau) を持つことである。 それに対し、II-L 型超新星と呼ばれるものでは光度が極大を迎えた後、直線的 (Linear) に暗くなっていく という特徴をもつ。この超新星は II 型の中では約1割を占める。又、IIb 型超新星と呼ばれるものは、初期 は II 型の特徴示しながらも後期のスペクトルではそれが見られなくなり、Ib 型に類似した特徴を示す。こ の型の超新星は II-L 型と同程度かやや多い。



図 1.3: Lick Observatory Supernova Search と呼ばれる超新星サーベイにより近傍宇宙 (我々から 60Mpc 以内=volume-limited samples になっている) で発見された超新星における種類別の内訳 [3]

それらの様々な II 型超新星のなかで最も発見頻度の低いものに IIn 型超新星と呼ばれるものがある。一 般的な II 型超新星がそのスペクトルに水素の吸収線を持つものに対し、IIn 型超新星はスペクトルに水素の 輝線を持つという特徴がある。また、この輝線は速度の遅い成分 (100km 程度またはそれ以下) と速度の速 い成分 (数千 km 程度) が合さった特殊なプロファイルを示す。これは、爆発以前に IIn 型の親星 (爆発以前 の星) が放出した速度の遅い星周物質と超新星爆発の高速の ejecta が相互作用することによって作り出され ると考えられている。この事より、IIn 型の親星は超新星となる直前に質量放出を激しく行った大質量の恒 星であるとされており、その候補天体としてウォルフ・ライエ星などが考えられている。また、この IIn 型 超新星は爆発以前から質量放出によって多くのダスト (炭素質やケイ素質などの固体微粒子) を生成するの に加え、超新星爆発後にも新たにダスト生成する可能性が指摘されている。しかし、現在のところ観測的に 新たなダスト生成が確認された例はまだ極めて少ない。

銀河の進化における IIn 型超新星

銀河の進化に寄与する超新星の中でも特に大質量の親星の進化が重要と言える。II 型や Ib/c の親星であ る大質量星は、大きな質量のためより活発に核融合反応を行う結果として寿命が短い。一般的にその寿命 は、10⁶⁻⁷年であると言われており、親星の質量の小さい Ia 型のものが 5-200 億年であることを考えると よりその短さが際立つ [5]。つまりより頻繁に超新星爆発を起こす大質量星はより銀河の進化に寄与すると 考えられる。

しかし、大質量星の進化はまだよく分かっていない。それは、大質量星が経験する質量放出に大きな不 安定性をもつためである。図 1.5 の右上に位置する大質量星である赤色超巨星の外層は、大きく広がってい ることから、重力の結合が小さい。その事より何かしらのメカニズムによってこの外層は剥され星周空間に 放出されると考えられている。この質量放出のメカニズムは、まだはっきりと分かっていないが、IIn 型超 新星の観測から大質量星の進化の最終段階に実際にどの程度の割合で質量が放出されるかの手掛かりを得 る事が出来る。よって、IIn 型超新星を詳しく知ることは、大質量星の進化の理解に繋る。



図 1.4: 右:一般的な II 型超新星と IIn 型の水素のプロファイルの違い、右: IIn 型の複数の速度成分が合 さった水素輝線が見られる理由を表した模式図



🗷 1.5: HR 🗷

ダスト供給源としての IIn 型超新星

質量放出に加え、その中でどの割合でダスト(炭素、ケイ素といった比較的重い元素で構成された固体微 粒子)が存在しているかも重要である。ダストは、銀河における固体物質や生命体の原存料と言われており 銀河を構成する大きな割合を示している。超新星は、主要な星周ダストの供給源であると考えられている が、実際にどのように生成されいるのかは、よく分かっていない。今まで観測的にダスト生成の可能性を示 唆した超新星として、近傍の IIn 型超新星 SN 1987A[6]、1998S[7]や、Ibn 型超新星 SN 2006jc[8] などがあ る。その中でも SN 2006jc は強い赤外超過を示したこともあってよく調べられており、生成されたダスト を観測できるような超新星の親星は、非常に多くの星周物質を放出する必要があると結論づけられている [8][10][11]。これらのことから、大質量星を親星に持ち爆発以前に大規模な質量放出をすると考えられてい る IIn 型超新星はダスト生成を示す可能性がある。つまり、IIn 型超新星の研究は銀河における星周ダスト 生成の観点からも重要である。

1.1.2 ダスト生成が観測された超新星 SN 2006jc

近年において明確なダスト生成が観測された超新星に SN 2006jc がある。これは、Ibn 型超新星と呼ば れる特殊な分類がされており、スペクトルにおいて Ib 型超新星と IIn 型超新星が合さった特徴を示す。つ まり IIn 型のようなバルマー輝線が見られないものの、He の複数速度成分が合成された輝線を示した。

Ibn 型超新星 SN 2006jc は、爆発から 50-75 日後に可視光線波長の減光に伴い、近赤外線波長出での増 光を示した。その光度曲線を 1.6 に示す。これは、超新星周りでダストが生成され、そのダストが可視光線 を隠し、さらにその可視光線で温められることにより低温の近赤外線で放射したことによるものだと考え られている [8][10][11]。

SN 2006jc の親星は、初期質量が $40M_{\odot}$ 程度の Wolf Rayet 星と考えられており、爆発後に生成されたダストだけでなく、あかり衛星による近中間赤外線観測で明らかになった爆発前から存在するダストも炭素質のものでよく説明されることから、炭素に富んだ外層を持っていたと考えられている。さらに、スペクトル上で He の輝線がみられたことから親星が爆発前に水素層を放出し切っていたと考えられること、および爆発以前の親星の質量が $6.9M_{\odot}$ 程度まで減少していたことからかなり多くの星周物質が放出されていたと推定されることが示唆されている。

これらの証拠により、SN 2006jc は、爆発以前に通常の超新星より激しい質量放出を経験し、その非常に濃い星周物質がダスト形成を促したと考えられている。

1.2 本研究の目的

本研究では、2010 年 11 月 3 日に発見された重力崩壊型超新星に分類される IIn 型超新星 SN 2010jl の 発見から約 1 年後に見られたダスト形成の証明について詳しく検証する。これにより大質量星の質量放出、 並びに超新星爆発後のダスト形成の詳細について知ることで、宇宙の銀河形成に新たな知見を得ることを 目的とする。さらになぜこの超新星でダスト形成が起こったのかや、この親星は同じ種類の IIn 型超新星の 親星とはどのような違いがあったのかを議論していきたい。



図 1.6: SN 2006jc の光度曲線 [9]

第2章 観測及びデータ解析

2.1 観測天体: SN 2010jl

SN 2010jl は 2010 年 11 月 3.52 日 (UT) に J. Newton と T. Puckett によって発見された IIn 型超新星で ある。その母銀河は不規則銀河 UGC 5189A である。UGC 5189A の詳細を 2.1 に示す。

SN 2010jl はその極大絶対光度が -20 等級という明るい部類に属し、かつ母銀河までの距離が 48.9Mpc と比較的近傍で長期に渡り観測が期待できる貴重なサンプルであった。また、II 型超新星の中では出現頻度が低い IIn 型超新星ということで重要なサンプルとなり得る可能性があったことより、観測を行うこととした。

我々は、広島大学 1.5m かなた望遠鏡、鹿児島大学 1m 光・赤外線望遠鏡、国立天文台 8.2m すばる望遠 鏡を用いて可視測光・分光観測並びに近赤外測光観測を行い、2010/11/5(UT) 2013/03/08(UT) の長期間 のデータ取得に成功した。

RA. DEC.	09h42m53.4s + 09d29m42s
Redshift	0.010697
Distance	48.9 Mpc
m - M	33.45 mag
E(B-V)	$0.027 \mathrm{mag}$

表 2.1: SN 2010jl の母銀河 UGC 5189A の各パラメータ [12]

2.2 観測

2.2.1 観測に用いた施設・装置

広島大学かなた望遠鏡

広島大学かなた望遠鏡は、宇宙科学センター附属東広島天文台に設置されている 1.5m 光学赤外線望遠鏡 である。望遠鏡の集光力、つまり性能を決める主鏡の口径は 1.5m であり、これは大学が保有する望遠鏡の 中では国内最大級である。大学が保有していることより占有的に使用できることから密な観測を行える利 点を持つ。さらに天文台サイトにおけるナチュラルシーインングは平均 1.2 秒角とシャープであり、国内で はアクセスの良い非常に優れたサイトであることも特徴のひとつと言える。また機動性に優れている観点 より、広島大学が開発に貢献しているガンマ線衛星 Fermi や X 線衛星すざくといった高エネルギー天文衛 星と連携しガンマ線バースト、ブレーザーなどの突発天体に対しての観測も行っている。このようにかなた 望遠鏡をホーム望遠鏡として多波長に亘る観測を行い、宇宙における高エネルギー現象の解明を目指して いる。表 2.2 にそのかなた望遠鏡の仕様を示す。



図 2.1: かなた望遠鏡 (広島大学 1.5m 光学赤外線望遠鏡; 2009 年 6 月撮影) [4]

光学系	Ritchey-Chretien 光学系
主鏡の有効径	$1500\mathrm{mm}$
主鏡材	ULE(Ultra Low Expansion; 超低膨張)ガラス
合成 F 値と焦点距離 f	F/12.2 f=18,300mm (F/12.3 f=18,501.7mm)
視野	直径 15 分角(=0.25 度)
焦点面スケール	11.271 秒角/mm (11.148 秒角/mm)
架台	経緯台 最大角速度 方位軸まわり 5 度/秒 高度軸まわり 2 度/秒
総重量	約 17 トン
搭載可能重量	カセグレン焦点 500kg ナスミス焦点 1000kg

表 2.2: かなた望遠鏡の仕様 [4]

HOWPol

HOWPol(一露出型偏光撮像装置)は、一回の露出を行うことで直線偏光パラメーターの導出を可能とした偏光計搭載の可視広視野カメラである。この機器は、広視野撮像モード以外に偏光撮像、分光モードを有する。本研究においては、可視撮像、可視分光を HOWPol にて行った。表 2.3 に HOWPol の仕様を示す。

TRISPEC \succeq HONIR

TRISPEC(可視赤外線同時撮像分光装置)とは、可視1チャンネル(OPT)、近赤外線2チャンネル(IR1, IR2)による合計3チャンネルでの同時観測が可能な装置である。実装されている観測モードは、撮像、分光、偏光撮像、偏光分光である。名古屋大学で開発されたTRISPECは2011年春に故障し、観測が出来



☑ 2.2: HOWPol

波長	$0.45-1.03 \mathrm{\ micron}$	
視野	Imaging: 15' diameter	
	Impol(wide): $7' \ge 7'$	
	Impol(narrow): 15' x 1'	
	Spectroscopy: 2.3" x 15'	
フィルター	B, V, R, I, z'	
グリズム	mLow-res (Grism 420/mm, 620nm blaze, $R = 400$)	
ウォレストン プリズム (Both) Wedged double Wollaston prism		
	(Wide) Made of six rutile blocks	
	(Narrow) Six magnesium fluoride blocks and two fused silica wedges	
CCD	Two fully depleted 2k-4k CCDs, 200 micron-thick depletion layer	
限界等級 Photometry(*6): $R = 19.2$		
	Imaging polarimetry (*7): $R = 16.0$	

表 2.3: HOWPol の仕様 [13]

なくなった。これに代わり、2011年冬より試験観測が始まったHONIR(広島大可視赤外線同時撮像装置) は、可視と近赤外線で同時観測が可能TRISPECに類似した新開発のな装置であり、撮像、分光、偏光撮 像等のモードを有している。本研究ではTRISPECとHONIRを用いて近赤外撮像を行った。TRISPECと HONIR のそれぞれの仕様を表 2.4 と 2.5 に示す。

	OPT	IR1	IR2
Detector	CCD(512x512)	InSb(256x256)	InSb(256x256)
Field of View	7.0'x7.0' x 1	7.0'x7.0' x 1	7.0'x7.0' x 1
Pixel Scale	0.82"/pixel	1.65"/pixel	1.65"/pixel
Filters	B, V, R, I	J, H	Ks, K, H_2
Limiting mag	18.5	16.8	15.1

表 2.4: TRISPEC の仕様 [14]

	OPT	IR
Detector	CCD 2kx2k	MCT 2k x 2k
Field of View	10'x10'	10'x10'
Pixel Scale	0.3"/pixel	0.3"/pixel

表 2.5: HONIR の仕様 [14]

国立天文台すばる望遠鏡

すばる望遠鏡は、自然科学研究機構国立天文台が保有している大型光学赤外線望遠鏡である。この望遠 鏡は、標高 4,200 メートルのハワイ島マウナケア山頂に設置されている。有効口径 8.2m の国内最大級の主 鏡を持っており、その他にも画期的な観測性能を達成するために数々の新しい技術革新が実装されている先 進的な望遠鏡と言える。表 2.6 にすばる望遠鏡の仕様を示す。

FOCAS

FOCAS(微光天体分光撮像装置)とは、すばる望遠鏡に取付られている可視光域で高感度の観測を行う多機能装置である。この機器は、撮像、分光、偏光モードを有している。本研究では、FOCASにより可視撮像、可視分光のデータを得た。表 2.7 に FOCAS の仕様を示す。

鹿児島大学 1m 光・赤外線望遠鏡

1m 光・赤外線望遠鏡は、鹿児島大学が保有する望遠鏡である。主鏡の口径は、1m である。本研究では、 1m 光・赤外線望遠鏡を用いて近赤外撮像を行った。1m 光・赤外線望遠鏡の仕様を表 2.8 に示す。



図 2.3: かなた望遠鏡と HONIR

形式	経緯台式反射望遠鏡
主鏡有効口径	8.2 メートル
基本光学系	リッチー・クレチアン方式
焦点	4 箇所
	主焦点 (F 比 2.0 補正光学系含む)
	カセグレン焦 点 (F比 12.2)
	ナスミス焦点 (可視光: F比 12.6)
	ナスミス焦点 (赤外線: F比 13.6)
高さ	22.2 メートル
最大幅	27.2 メートル
重さ	全回転部分 555 トン
最大駆動速度	0.5 度角/秒
天体の追尾誤差	0.1 秒角以下
観測可能仰角範囲	10 89.5 度
総合星像分解能	0.2 秒角 (補償光学なし、2.15 マイクロメートル)

表 2.6: すばる望遠鏡の仕様 [15]



図 2.4: すばる望遠鏡 [15]



☑ 2.5: FOCAS[15]

検出器	2 2K x 4K 4-side buttable CCDs (Hamamatsu)
ピクセル サイズ	15 um
ピクセル スケール	0.104"
視野	6' (circular)
ゲイン	1.9 - 2.1 e-/ADU
暗電流	< 0.1 e-/s
読み出しノイズ	4 e- rms
サチュレーション レベル	40 000 e-
読み出し時間	24 s (whole CCD area, no binning)
最小露出時間	0.5 s or 1.0 s

表 2.7: FOCAS の仕様 [16]



図 2.6: 鹿児島大学 1m 光・赤外線望遠鏡 [17]

光学系	Ritchey-chretien	
有効主鏡径	1 m (F2)	
焦点	カセグレン (F12):カメラ用	
	ナスミス (F12):眼視観望用	
架台	経緯台	
指向性能	2.40 秒角 (RMS) (全天 106 星 実測値)	
追尾性能	0.37 秒角(高度 31 度 実測値)	
	0.25 秒角 (高度 59 度 実測値)	
	0.62 秒角(高度 81 度 実測値)	
ハルトマン定数	0.2 秒角	

表 2.8: 鹿児島大学 1m 光・赤外線望遠鏡の仕様 [17]

荒木望遠鏡は京都産業大学が保有する望遠鏡である。荒木望遠鏡では、発見直後の 2010/11/07 に可視測 光を行った。荒木望遠鏡の仕様を表 2.9 に示す。



図 2.7: 京都産業大学荒木望遠鏡 [18]

口径	1.3 m
焦点距離	13000mm
F值	10
光学系	リッチー・クレチアン式
焦点	カセグレン焦点(×1), ナスミス焦点(×2)
架台	経緯台式
観測装置	二色同時撮像装置
	可視光分光装置
	近赤外高分散分光装置

表 2.9: 鹿児島大学 1m 光·赤外線望遠鏡の仕様 [18]

NASA Spitzer 宇宙望遠鏡

Spitzer 宇宙望遠鏡とはアメリカ航空宇宙局 (NASA) が 2003 年に打ち上げた赤外宇宙望遠鏡である。 Spitzer 宇宙望遠鏡に撮られたデータは、一定期間を過ぎたものは HP 上に公開されており我々はこのアー カイブをダウンロードし用いた。ダウンロードしたデータは、IRAC 検出器によって撮られたものである。 IRAC とは、Spitzer 宇宙望遠鏡に搭載されている赤外検出器であり、3.6µm, 4.5µm, 5.8µm,8µm の 4 波長 での同時観測を可能にしている。

2.2.2 観測ログ

本研究では、かなた望遠鏡 (広島大学)、すばる望遠鏡 (国立天文台)、1m 光・赤外線望遠鏡 (鹿児島大学)、 荒木望遠鏡 (京都産業大学)、Spitzer 宇宙望遠鏡 (NASA) を用いて 2010/11/05-2013/04/13 の期間、観測 を行った。その簡単なログを表 2.10 に示す。また、詳細なログは付録 A に示している。

望遠鏡/装置	観測期間 (UT)	可視測光夜数	可視分光夜数	近中間赤外測光夜数
かなた望遠鏡/HOWPol	2010/11/05-2012/01/06	61	18	-
かなた望遠鏡/TRISPEC	2010/11/05-2011/05/13	-	-	27
かなた望遠鏡/HONIR	2011/10/10-2013/04/13	-	-	13
すばる望遠鏡/FOCAS	2012/10/22,2013/03/08	2	2	-
鹿児島 1m 光・赤外線望遠鏡	2012/04/13-2012/12/15	-	-	7
荒木望遠鏡	2010/11/07	_	1	-
Spitzer 宇宙望遠鏡	2011/10/09-2012/06/61	_	-	5

表 2.10: 観測ログ

2.3 データ解析

2.3.1 測光

一次処理

CCD を用いた観測での生画像には、天体からの信号だけでなく検出機器からのノイズ、大気の揺らぎな ど様々な成分の寄与が考えられる。そのため、これら天体以外の寄与を除いてやらなければ天体からの信号 を正しく見積る事が出来ない。

天体以外の寄与として、バイアス、ダーク、スカイ、宇宙線イベントといったものが挙げられる。

バイアスとは、CCD で画像を読み出す際に掛ける電圧が原因となり発生するカウントである。そのた め、例え CCD に光を当てなくても発生する。これは、得られた画像上でバイアス成分のみが写っている領 域を用いて画像全体から差し引くことで補正している。ダークとは、熱的要素により電子が発生しカウン トが増える現象である。このダークは、CCD の温度に依存するため CCD を十分に冷してやる (-100) こ とでそのカウントは無視出来るレベルになる。

スカイは、地上の望遠鏡を用いて観測することで地球上層の大気から放射される夜行や人工的な街明か りの影響を受けカウントが増加する現象である。よって、このスカイ成分も正しく見積り差し引いてやる必 要がある。

最後に宇宙線イベントとは、飛来した宇宙線がたまたま画像上に写ってしまい大きなカウントを与えて しまう現象である。しかし、この宇宙線は特に天体に被ることがなければ影響がないため、もし被ってし まった場合その画像は用いないことで対応することにする。これらの天体以外からの寄与を取り除いた後 に、CCDのピクセル毎による感度の違いを補正してやる。この補正をフラット補正という。これは、望遠 鏡のドームに取り付けたフラット板にハロゲンランプのような一様な光源を当てそれを CCD で撮った「フ ラットフレーム」を画像から差し引くことにより補正する。

ここまでの処理を行うことで一次処理が完了したとする。



図 2.8: 取得した生画像に寄与する成分

開口測光

天体の中心からある決まった大きさの測定円内に含まれるピクセルのカウント数を積分してフラックス より明さを見積る方法を開口測光 (2.9) と言う。この円の大きさは星像の半値幅の 2-3 倍が最も良い精度を 与えるとされている。それに加えて図 2.9 のように円の外側の領域をスカイ領域としてサンプリングしてや り、そのカウントの平均をバックグラウンドとし差し引くことにより天体以外からの寄与を除去する。





PSF 測光

星の光は本来十分に小さ点源であるが、地上の望遠鏡を用いて観測を行う際はその時の天候や大気の状態により広がった分布を示す。この広がりを *PointSpreadFunction*の頭文字をとり、一般的に *PSF* と言う。そして、*PSF* 測光とは撮像を行った視野内のいくつかの任意の星のプロファイルから *PSF* モデルを

作成し、測光を行う天体にフィッティングを行い測光をする方法である。この *PSF* 測光は、星団や星雲や 銀河といったものが測光を行う天体の近くに存在する際に有効な手段と言える。星団や星雲や銀河などが 近く、もしくは重なっている場合に開口測光を行うと測光を行いたい天体のフラックスだけでなくその他の 天体からのフラックスも同時に測光してしまいます。その結果、測光したい天体のフラックスを課題評価し てしまうため、このような場合は *PSF* 測光を用いることでより精度の高い測光が行える。

2.3.2 Landolt Star を用いた比較星の等級決定

天体からの光量は、その日その日の天候や大気の状態によって異なる。そのため天体からの真の等級は、 等級の変動しない天体を同じフレームに移るように撮りその差分を等級の変動しない天体の真の等級に加 えてやることで求まる。この等級の変動しない天体を一般的に比較星と呼び、比較星の真の等級を予め決 めておく必要がある。

比較星の真の等級を決めるには、すでに等級が調べられている星を利用する。このような星を標準星(今回は LandoltSTAR を使う)と呼ぶ。星の真の値は、Bバンドの場合では次のような式で与えられる。

$$B = B_0 + B' + C_{B-BV}(B' - V') + C_{A-B}X$$
(2.1)

ここで B:真の等級、 $B_0:$ ゼロ等級 (1 秒間に 1 カウント来る等級)、B':機器等級 (観測機器で測られた等級)、 $C_{B-BV}:$ 等級のカラーに対してどれだけの割合で減衰するかの定数、 $C_{A-B}:AirMass$ に対してどれだけの 割合で減衰するかの定数、X:AirMass(天体の光が通過する空気の厚み)である。この式を標準星と比較星 の両方で立ててやる。

$$B_s = B_0 + B'_s + C_{B-BV}(B'_s - V'_s) + C_{A-B}X_s$$
(2.2)

$$B_c = B_0 + B'_c + C_{B-BV}(B'_c - V'_c) + C_{A-B}X_c$$
(2.3)

ここで、 B_s :標準星の真の等級、 B_c :比較星の真の等級、 B'_s 標準星の機器等級、 B'_c 標準星の機器等級、 X_s :標準星のAirMass、 X_c :標準星のAirMass である。そして、比較星の真の等級式から標準星の真の等級式を差し引き整理すると次の式得る。

$$B_c = B_s + (B'_c - B'_s) + C_{B-BV}(B'_c - B'_s) - (V'_c - V'_s) + C_{A-B}(X_c - X_s)$$
(2.4)

この式における右辺は、既に決まっている標準星の等級、測光から求まる機器等級、*AirMass*、であるため、比較星の真の等級が求まる。これによって求まった比較星の値を用いてこれ以下は超新星の等級を決めることにする。図 2.10 に用いた比較星を、図 2.11 に用いた標準星 PG0918(2010/12/04 観測)を示す。また、決定した比較星の等級を表 2.11 に、等級決定に用いた値を表 2.12 に示す。

Bバンド	V バンド	Rバンド	Iバンド
14.8 ± 0.190	13.6 ± 0.095	13.4 ± 0.088	13.1 ± 0.093

表 2.11: 決定した比較星の等級



図 2.10: 測光に用いた比較星



図 2.11: 比較星の測光に用いた標準星 PG0918 とその星野

	等級	等級誤差
C_{A-B}	0.321	0.057
C_{A-V}	0.218	0.028
C_{A-R}	0.133	0.025
C_{A-I}	0.070	0.025
B_0	-4.427	0.054
V_0	-3.000	0.044
R_0	-2.401	0.031
I_0	-2.605	0.021
C_{B-BV}	0.204	0.026
C_{V-VR}	0.121	0.049
C_{R-VI}	-0.049	0.024
C_{I-RI}	-0.119	0.049

表 2.12: 等級決定に用いた値

2.3.3 後期観測における銀河テンプレート差し引き

II 型超新星は大質量星の重力崩壊爆発であるため、渦巻き銀河ないし不規則銀河の中で発見されること が主である。そのためこれを観測する際、超新星からの光に加え銀河からの光も合わさって観測される。本 研究で扱う IIn 型超新星 SN 2010jl も例外ではなく図 2.12 のように銀河の中で発見された天体である。多 くの場合、超新星の爆発初期では超新星のフラックスに対し銀河のフラックスの割り合いが小さいためその 影響はほとんどないが、超新星爆発後期においては超新星のフラックスに対し銀河のフラックスの割合が次 第に大きくなり PSF 測光を用いても超新星固有の正しい光量が見積れない。実際、SN 2010jl の光度曲線 においても爆発から約 500 日後では、図 2.13 のように B,V バンドで銀河のフラックスの影響を受けている ような振舞いを見せた。そこで、後期の撮像データに対し銀河成分の差し引きを行うことにした。



図 2.12: 2010/11/05 撮影。銀河中に発見された SN 2010jl



図 2.13: SN 2010jl の爆発 600 日後までの光度曲線

方法としては、超新星と銀河が写っている画像の他に超新星が爆発する以前の銀河のみが写っている画 像を用意する。そして、超新星と銀河が写っている画像から銀河のみが写っている画像を引いてやることで 超新星成分のみの抽出を行い測光するという方法をとることにする。今回、超新星爆発以前の銀河のみが 写っている画像は SDSS(Sloan Digital Sky Survey)のサイト [19] からダウンロードし用いた。

フィルターバンド合わせ

超新星と銀河が写っている画像から銀河のみが写っている画像を差し引くまえにいくつかの処理が必要 となってくる。まず、最初の処理としてフィルターバンド合わせというものがある。今回銀河成分のみが 写っている画像に SDSS で撮られたものを使うことからかなた/HOWPol との撮像パラメータの違いが発 生する。その1つは、フィルターバンドの違いである。HOWPol では、Johnson-Cousins system を採用し ておりそれに対し SDSS では SDSS system を採用している。それぞれのフィルターバンドの帯域は図 2.14 のようである。Johnson-Cousins system と SDSS system には、図 2.15 のような関係式があることからこ れらの関係式にのっとり SDSS の画像を合成して HOWPol のバンドに合ったものを人工的に作成した。

星の位置合わせと歪み補正

HOWPol で撮られた画像とSDSS の画像では、同じ視野を撮像した場合にもそれぞれの星の位置及び星の間隔が異なる。これを合わせてやる方法として、IRAF上の geomap と geotran というタスクがある。この geomap は、位置合わせする画像(以後画像Aとする)に写っている超新星以外の星とAの位置合わせの対照になる画像(以後画像Bとする)の対応する星の位置について2次元フィットした後にその座標パラメータをデータベース化してくれる。そして、その後に geotran を用いることでデータベースを参照しながらAをBに位置合わせ並びに歪み補正した画像を作成してくれる。



 \boxtimes 2.14: Johnson-Cousins system \succeq SDSS system

	$u'g'r'i'z'$ to $UBVR_{\rm C}I_{\rm C}$	
B	= g' + 0.47(g' - r') + 0.17	
V	= g' - 0.55(g' - r') - 0.03	
$U\!-\!B$	= 0.75(u'-g') - 0.83	
B - V	= 1.02(g'-r') + 0.20	
V-R	= 0.59(g'-r') + 0.11	
$R - I$ for $r' - i' < 0.95 \dots$	= 1.00(r' - t') + 0.21	
$R - I$ for $r' - i' \ge 0.95 \dots$	= 0.70(r' - i') + 0.49	

図 2.15: Johnson-Cousins system と SDSS system の関係式 [20]



図 2.16: 位置合わせを行う前の SDSS の画像



図 2.17: 位置合わせ後の SDSS の画像

星の PSF 合わせ

星の PSF の 2 次元輝度分布は、観測を行うその日その日の空のコンディションによって異なってくる。 そのため撮像日の異なる HOWPol の画像と SDSS の画像は PSF を揃えてやる必要がある。この補正には、 IRAF の psfmatch が適している。このタスクは、PSF を合わせる日の S/N 比の良い星を参照して PSF を なますタスクである。この処理を行った画像を図 2.18,2.19 に示す。





図 2.18: PSF 合わせを行う前の SDSS の画像

図 2.19: PSF 合わせ後の SDSS の画像

星のスケーリング

差し引く前の最後の調整として、それぞれの画像における星のカウントをスケーリングしてやる必要が ある。方法としては IRAFの imarithを用いてそれぞれの画像に写っている星をいくつか決めてカウント数 の比をとってやりその比を掛ければよい。この際、選ぶ星として銀河に出来るだけ近い星を選ぶことでより 精度の高いスケーリングを行える。

この処理が終わりようやく超新星と銀河が写った画像 (HOWPol) から銀河のみが写った画像 (SDSS の 画像) を差し引ける。その差し引く前のそれぞれ画像と差し引き後の画像を図 2.20,2.21,2.22 に示す。

このようなテンプレート差し引きを、200日以降の後期の測光データすべてに対し行い、再度、光度曲 線を求め直した。テンプレート差し引きを行う前のデータとテンプレート差し引きを行った後のデータを同 じ光度曲線に載せたもの図 2.23 がである。結果をみると 400日まではそれほど大きな差はないもののそれ 以降は徐々に差が大きくなっているのが見てとれる。特に B,V バンドにおいては約 500日付近で 1 等近く の差が見てとれる。これは、予想通り後期において暗くなった超新星 (特に大気吸収の大きい短波長側)が 銀河に埋もれてその明るさを過大評価していたということであろう。そのため、正しくその明るさを見積る ため爆発から 400日以降のデータはテンプレート差し引きを行ったものを用いるとする。なお、200日以前 のデータは、初期、150日付近、200日付近のいくつかの日に対し差し引きを行った。行う前との差が 0.1 等以下程度であり銀河の影響がほぼ見られなかったため、200日以前のデータは差し引きを行っていない。



図 2.20: 差し引かれる画像 (HOWPol)



図 2.21: 差し引く画像 (SDSS)



図 2.22: テンプレート差し引きを行った後の HOWPol の画像



図 2.23: テンプレート差し引きを行う前とテンプレート差し引きを行った後の光度曲線。中塗りの点がテン プレート差し引きを行った後である。また、200日以前において差し引きデータが少ないのは、テンプレー ト差し引き後も等級差がほぼ見られず、銀河の影響が小さいと判断したためである。

2.3.4 分光

HOWPol にて得られた分光データの解析方法について説明する。分光観測においては、解析対照となる 天体が写ったフレームの他に、明るさがよく調べられている標準星の写ったフレームも必要となる。これ は、大気吸収や検出器固有のノイズを補正してやるためである。図 2.24 に超新星のフレームと標準星のフ レームを示す。分光解析においても、測光解析と同様にまず一次処理を行ってやる必要がある。

歪み補正

分光器を用いた観測では、得られる像に歪みが発生する。まずその歪みを補正してやる。歪みの補正方法として IRAF の aptrace というタスクを用いて補正した。補正前と補正後のフレームを図 2.25 に示す。

波長同定

分光器で観測されたフレームは、スペクトルのように横軸が波長表記になっておらずピクセル表記になっている。これを波長に変換する必要がある。そのためにフレーム写り込んでいる夜行や人工光を利用して、 天体の波長を較正してやる。波長較正に用いる輝線を図 2.26 に示す。用いる IRAF のタスクは、identify である。

宇宙線除去及びスカイ差し引き

HOWPol における分光観測では、300秒という長時間露出を行うためフレームに宇宙線イベントが到来 することが多い。そのため、宇宙線を除去してやる必要がある。これは IRAF 上の lacos というタスクによ



図 2.24: 上のフレームが一次処理後の超新星フレーム。下が一次処理後の標準星フレーム。これらは天体からの光をプリズムにより分光した画像で、横軸が波長、色がカウント数に対応し入ろが濃いものほどカウントが大きい。



図 2.25: 上のフレームが歪み補正前の超新星フレーム。下が歪み補正後の超新星フレーム。



図 2.26: 波長較正に用いるスカイの輝線 (それぞれの輝線波長は左より、4047Å, 4356Å, 5461Å, 5577Å, 5892Å, 6300Å, 7240Å, 7715Å, 8341Å, 8824Å)

り除去可能である。また、フレームには測光解析でも説明したようにスカイ成分が寄与する。そこで IRAF の backg というタスクで、スカイ成分を見積り差し引く。



図 2.27: 上のフレームが宇宙線除去前の超新星フレーム。下のフレームが宇宙線除去後の超新星フレーム。

スペクトルの一次元化

これまでの処理では、2次元だったフレームをスペクトルにするため1次元化する。IRAFのblkavgというタスクを用い、超新星および標準星のスペクトル像が写っている領域を決め波長と垂直方向に足し合せることで一次化してやる。

フラックス較正

最後に明るさがよく知られている標準星を用いて、これまでカウント数表記だった縦軸をフラックス (*erg/s/cm*²/Å) に変換する。IRAF の standard と sensfunc というタスクを用いる。まず、standard タス クで標準星のデータから各波長でのカウント数とフラックスの関係を求める。その後に sensfunc タスクに よりカウント数をフラックスに変換する。

また、観測の日によっては曇がかかっていたなどの天候的要因によりフラックスが正しく見積れていないことがある。これを補正するために相対測光によって多少曇っていても概ね正しく見積れている測光の
データを用いて補正した。方法としては、天体からの輝線の影響の小さい V バンド (およそ 5000-6000Å) のフラックスとスペクトルとが合うように定数を掛けた。



図 2.28: 2011/11/15 観測のスペクトル。5505Å では輝線の影響はほぼない。

第3章 結果

3.1 測光結果

3.1.1 可視近赤外光度曲線

我々は、SN 2010jl について発見の 2 日後 (2010/11/05) から 2013/04/13 までの約 2 年半に渡る長期間 の測光観測を行った。その結果を図 3.1 に示す。観測初期 (発見から約 200 日までの間) は、どのバンドも 緩やかに減光するという一般的な IIn 型の光度曲線とそれほど変らない振舞いを示している。この期間の IIn 型超新星は、爆発以前に放出された星周物質と爆発の時の衝撃波が相互作用したことによる運動エネル ギーで主に輝くと考えられている。そして、その運動エネルギーによる放射が終わると爆発時に合成され た⁵⁶Ni が⁵⁶Co にそして ⁵⁶Co が ⁵⁶Fe に崩壊することで加熱され輝くとされている。しかし、SN 2010jl ではその星周物質との相互作用による放射と思われる可視光線強度が減光したのに伴い、近赤外線波長で 増光を示した。図 3.1 の発見から 350 日付近にその様子が伺える。他の IIn 型超新星では、中間赤外での超 過はたびたび報告されているものの (これは IIn 型超新星の親星が爆発以前に放出した星周物質が超新星の 光によって吸収と再放射することによるもの)、このような可視光減光に同期した近赤外増光は観測例がほ とんどない。近年では Ibn 型超新星 SN 2006jc において見られた程度である。SN 2006jc では、この時期に 超新星周りにおいてダストが生成されたことが要因であると考えられている。そのため、同じ振舞いを示 した SN 2010jl においてもダストを形成した可能性があると考えられる。



図 3.1: SN 2010jl の光度曲線

3.1.2 Spectral energy distribution

Spitzer の中間赤外データ

SN 2010jl は、Spitzer 宇宙望遠鏡においてもいくつかの時期で観測されている。Spitzer により得られる 測光画像は、波長が 3.6µm と 4.5µm の中間赤外線のものである。ダストは、一般的に 1000K 程度の温度 で熱放射すると考えられている。中間赤外はこの熱放射の波長域と重なるため、ダスト生成を確かめる意 味で重要なサンプルとなる。

我々は、Spitzer/IRAC の 3.6μ m と 4.5μ m の波長のアーカイブデータを HP 上よりダウロードした [22]。得られたデータは爆発から 92 日、254 日、465 日、621 日後の 4 つの時期のものである。Post Basic Calibrated Data(pdcd) と呼ばれるデータタイプのものを取得した。これは、すでにバイアス処理やフラット割り、フラックス較正といった処理のされた画像である。カウントの半径は MJy/sr である。(1MJy/sr= 23.5μ Jy/arcsec² である。) これらの画像に対し、PSF 測光を行い得られた等級をフラックスに焼き直した。

SED の時間変化

中間赤外データが得られている4つの時期を選定し、可視から中間赤外のSEDを用いて放射成分の時間変化を調べる。用いたデータの撮像時期を図3.1に示す。我々は、この4Epoch(100day付近,200-250day付近,450day付近,550-600day付近)のSEDに対し、2成分での黒体放射フィットを行いどのような温度の放射が支配的であるか探った。

epoch	可視データ (BVRI)	近赤外データ (JHK)	中間赤外データ (3.6µm4.5µm)
Epoch1(100day 付近)	99.8day	99.8day	91.8day
Epoch2(200-250day 付近)	215.5day	214.5day	253.8day
Epoch3(450day 付近)	462.41day	464.4day	464.8day
Epoch4(550-600day 付近)	550.2day	551day	620.8day

表 3.1: SED に用いたデータの撮像時期

Epoch1 は爆発から 100 日後付近の SED である。それらのデータに対し次式の黒体放射式でフィットを 行う。

$$B(\lambda) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1}$$
(3.1)

ここで、h:プランク定数 (=6.63 × 10⁻²⁷ erg/s)、c:高速 (=3.0 × 10⁸ cm/s)、 λ :光の波長 (単位 μ m)、T: 黒体の温度 (単位 K) である。2 成分の黒体放射の式を Epoch1 の SED をフィットした結果が図 3.2 である。 結果をみると、中間赤外の盛り上がりを説明するため ~600K 程度の低温成分が必要であるものの量的には わずかであり、可視波長成分の高温成分が支配的であることが分かる。爆発から 100 日付近という初期フェ イズでは、爆発時の ejecta と星周物質との相互作用よって輝く ~6000K の光球面を見ていると考えられる。

Epoch2(発見から 200 250 日後付近)の SED を 2 成分黒体放射でフィットしたものを図 3.3 に示す。この 頃の SED は Epoch1 とほぼ変わっておらず、得られた黒体パラメータもあまり変化しない。(図 3.2)



図 3.2: Epoch1(~100d)の SED を 2 成分の黒体放射でフィットした結果



図 3.3: Epoch2(200-250d) の SED を 2 成分の黒体放射でフィットした結果

次に Epoch3(発見から 450 日後付近)の SED を 2 成分黒体放射でフィットしたものを図 3.4,3.5 に示す。 ここでは、黒体放射からのデータのズレが大ききなり、2 成分ともフリーでフィットしても有効な結果が 得られなかったことから低温成分の温度を決めることに集中すべく、可視成分の黒体放射の 5000K ないし 6000K で固定してフィットを行った。この結果をみると、Epoch1,2 とは異なり赤外波長成分が支配的になっ ていることが明らかである。また、その温度も 1850-1900K と Epoch2 までの低温成分 (~600K) よりも高 温であることが分かる。これは発見 250 日から 450 日の間で赤外波長領域においてより高温の熱放射成分 が強まったことを意味する。

Epoch4(発見から 550~600 日後付近)の SED を 2 成分黒体放射でフィットしたものを図 3.6,3.7 に示す。 この結果においても赤外波長成分が卓越している。その温度は、Epoch3 よりも少し下がり 1780-1800K で ある。

爆発 250 日から 450 日の間で赤外波長領域の熱放射が急激に強まったことは、この時期に ejecta の中で ダストが形成され、その出来たばかりの高温のダストが熱放射しているという仮定を後押しする結果といえ る。また、Epoch3 から Epoch4 にかけて赤外波長領域の熱放射の温度が下ったことは、生成されたダスト が時間経過により徐々に冷えていっているのだと解釈できる。これらのより詳しい解析は次の章にて行う。



図 3.4: Epoch3(~450d)の SED を 2 成分の黒体放射 でフィットした結果 (可視成分の黒体放射の 5000K と 仮定) SED を 2 成分の黒体放射の 5000K と

epoch	可視成分の温度 (K)	可視成分の表面積 (cm ²)	赤外成分の温度 (K)	赤外成分の表面積 (cm ²)
epoch1	5641	4.574×10^{15}	600(固定)	1.115×10^{17}
epoch2	5711	3.709×10^{15}	600(固定)	1.223×10^{17}
epoch3	5000(固定)	1.531×10^{15}	1851	2.740×10^{16}
	6000(固定)	1.013×10^{15}	1892	2.648×10^{16}
epoch4	5000(固定)	1.163×10^{15}	1785	3.032×10^{16}
	6000(固定)	0.800×10^{15}	1798	3.002×10^{16}

表 3.2: フィットで得られた 2 成分黒体放射の温度と表面積。(固定):もう一方の温度を正確に求めるために 値を予め固定している。



図 3.6: Epoch4(550-600d)の SED を 2 成分の黒体放 刻でフィットした結果 (可視成分の黒体放射を 5000K と固定) 図 3.7: Epoch4 の SED を 2 成分の黒体放射でフィッ トした結果 (可視成分の黒体放射を 6000K と固定)

3.1.3 総輻射光度

SN 2010jl といくつかの超新星の総輻射光度の比較をしたものを図 3.8 に示す。ここで、見積った SN 2010jl の総輻射光度は、観測で得られた BVRIJHK バンドを足し合せたフラックスを全体の 8 割と仮定した、疑似的な総輻射光度である。可視近赤外の SED を 1 成分の黒体放射でフィッテイングすることにより 光球の温度と半径を見積り、そこから算出した総輻射光度も共に載せる。疑似的な総輻射光度と1 成分黒体 放射による総輻射光度ともに、200 日以前はほぼ一致している。それ以降は赤外超過の影響により少し差が あるものの、それ程値は違わず似た傾向を示した。よって、た BVRIJHK バンドを足し合せたフラックス を全体の 8 割と仮定した疑似的な総輻射光度は真の総輻射光度と概ねで一致しているとして扱ってもよい と考えられる。

比較に用いた超新星は、非常に明るい IIn 型超新星 SN 2006gy、明るい Ic 型超新星 SN 1998bw、IIn 型 超新星 SN 1999el、IIa 型超新星 SN 2002ic である。極大付近では、観測史上最も明るい IIn 型とされてい る SN 2006gy に比べると SN 2010jl は 1 桁程低い光度を示しているが、それでもその光度は、通常の IIn 型超新星 SN 1999el や GRB が付随した Ic 型超新星の中でも明るい SN 1998bw よりも明るい。また、極大 後の光度の減衰は、図で比較したどの超新星よりも遅い。SN 2002ic のように、当初は Ia 型超新星であり ながら次第に水素の輝線を示す IIa 型超新星は、IIn 型と同様に超新星 ejecta と星周物質の相互作用によっ て輝くとされている。そのことより光度曲線の変化は星周物質の質量と ejecta の運動エネルギーの大きさ に依存すると考えられている。SN 2010jl の光度曲線の変化は、SN 2002ic に似た傾向をしておりそれは星 周物質の環境や爆発の規模が似ていることを示す結果と言える。SN 2002ic は、非常に密度の高い星周物質 の環境下で爆発した天体と考えられている [21]。その SN 2002ic よりも総輻射光度の減衰が遅い SN 2010jl は、親星からより遠くまで星周物質が分布していたことがこの結果から示唆される。



図 3.8: SN 2010jl と様々な超新星の総輻射光度比較。

3.2 分光結果

3.2.1 輝線のプロファイルの時間変化

SN 2010jl はスペクトルの H α 輝線において見掛けの blue shift という現象が先行研究で報告されている [23]。これは、図 3.9 のように爆発初期から 200 日後に掛けてスペクトル上の H α 輝線の長波長側が徐々に 削れていくという現象である。そうすると、見掛け上では、H α 輝線が徐々に blue shift していくように見 えるわけである。Smith et al.(2012) は、これを次のように説明している。まず、図 3.10 のように emission 領域において、ダストが形成し始めたとする。この時、観測者も遠い位置からの放射 (長波長成分) は観測 者に近い位置からの放射 (短波長成分) よりもよりダストによる吸収を受ける。結果として、短波長成分の 方が比較的強く観測され、見掛け上は H α 輝線が blue shift したように見えると考えられる。これは、ダス トが生成されたことを指唆するのと同時にダストが emission 領域で形成されたというダストの形成位置を 知る手掛りにもなる。

そこで本研究では、同様の観点で特に爆発から 350 日後付近のダストがより大量に出来た時期に着目を し、その形成位置を探ってみることにする。まず Smith et al. では扱って示されていなかった後期の H α 輝 線を含めて図 3.9 と同類の図を作成した。それを図 3.11 に示す。これを見ると Smith et al. で見られたのと 同じように後期においても見掛けの blue shift は見られているのが判る。より詳しく見るために、スペクト ルの縦軸のオフセットをかけることなく近赤外増光時期以降のみのデータをまとめたものが図 3.12 である。 図 3.12 を見ると、赤外超過直後に大きな blue shift が発生した傾向は見られない。一方で、この時期に可視 減光に伴う近赤外線増光を示したこと、赤外超過後の SED が低温の黒体放射に一致することから星周域ど こかで大量のダストが形成されているのは確かだろう。もし、この新しく出来た大量のダストが emission 領域で出来た場合、赤外超過前と後では大きな blue shift を示すはずである。その振舞いが図 3.12 では見 られなかったことより、新しく形成されたダストは、emission 領域ではなくそれより外側で出来たものと 考えられる。これについては § 4.1 で再び検証する。



図 3.9: Ha 輝線の見掛けの blue shift。発見から 30-200day の期間に対応する。([23] より転載)



図 3.10: Emission 領域においてダスト形成が始まった際の輝線成分模式図



図 3.11: 後期のデータも含めた Ha 輝線のプロファイル比較



図 3.12: 近赤外増光時期以降のみの Ha 輝線のプロファイル比較

3.2.2 輝線フラックスの時間変化

SN 2010jlでは、図 3.13の通り輝線フラックスの後期にかけて強まるという報告がなされている [24]。この図は、SN 2010jlの輝線強度と他の IIn 型超新星の輝線強度の時間変化を比較したものである。この図を見ると、SN 2010jlの特に Ha 輝線が爆発初期から 200 日後にかけてその強度が一様に強まっているのが分かる。また、他の IIn 型超新星と比べても輝線強度が大きいことが見て取れる。

本研究ではこれらの変化がさらに後期になってどのようになったか確認してみた。今回は H α 輝線に着目した。その結果を図 3.14 に示す。図 3.13 で見られていた発見 400 日後頃より輝線強度の減少傾向がその後も続いたことが判る。しかし、爆発 800 日後においてもその輝線強度は 10^{41} erg/s を越えており、他の IIn 型超新星よりも強い。これからも、爆発以前に放出された星周物質が SN 2010jl 中心星から遠く離れた位置まで存在することが示唆される。



図 3.13: SN 2010jlの輝線強度と他の IIn 型超新星の輝線強度の比較 ([24] より転載)



図 3.14: SN 2010jlの後期における輝線強度の変化

第4章 考察

4.1 赤外超過とダスト生成

4.1.1 赤外超過成分の分離

光度曲線の 350 日付近で見られた赤外超過成分に着目する。ここでは、生成したダストによる熱放射成分のより詳しい解析を行うため SED(Spectral energy distribution)を用いて赤外超過成分のみの分離を行う。

赤外超過時期 SED の傾向の変化

SED上で赤外超過成分の抽出を行うにあたり、まず赤外超過時期SEDの傾向の変化を見てみる。比較 する時期として、Spitzerのデータの中間赤外線データのある時期が都合良いので赤外超過前の215day、赤 外超過直後の367day、赤外超過直後から3ヶ月後の462dayを選んだ。また、連続光成分の変化も見るた めに同時期の可視スペクルも使う。(但し、215日付近では分光データを取得出来無かったため、377dayと 480dayの時期のスペクトルを用いている。)その結果を図4.1に示す。結果をみると、可視光波長でのフ ラックスは徐々に減少しているのに対し、赤外波長のフラックスは増加していることが判る。また、367day と462dayのスペクトルを比較すると367dayでは可視波長から近赤外波長にかけて連続光が右肩下がりだっ たのに対し、462dayでは可視波長から近赤外波長にかけて連続光成分が増加していることが見てとれる。 つまり、赤外超過成分を抽出するためには、赤外超過成分が見られた時期から赤外超過成分が見られない 時期のデータを差し引く必要がある。特に§3.1.2で検証したように赤外超過時期のSEDには、赤外超過 成分の他に可視光成分がある。加えて~100dayから存在した中間赤外の超過成分も無視出来ない。そのた め、出来るだけ可視光+中間赤外成分の傾向が近い時期のデータを用いて差し引く必要がある。そこで、赤 外超過前の215dayと赤外超過直後の367dayの2つの時期のSEDを使い差し引きを行うことにする。

赤外超過成分の抽出

赤外超過成分の抽出の方法として、赤外超過後の SED から赤外超過前の 215day または直後 367day の SED を差し引く。ただ、特に可視光 (=光球) 成分は時間とともに暗くなっていくため差し引くにあたり、 時期によるフラックスの強度の違いを補正する必要がある。図 4.1 での SED の傾向より赤外超過成分を受 けにくい可視光波長のバンドで補正することにする。また補正に用いるバンドは、輝線の影響が少ないバ ンドが好ましい。スペクトルと測光フラックスを比較した図 4.2 をみると V バンドと I バンドが輝線の影 響を受けにくいバンドであることが判る。そこで赤外超過後の SED と赤外超過前の SED においてそれぞ れ V バンドと I バンドの平均をとった値で比をとり赤外超過前の SED にその比を掛けてやることでフラッ クスの強度の違いを補正した。



図 4.1: 赤外超過前後の SED の変化

フラックス強度補正後に赤外超過後の SED から赤外超過前 (215day) または直後の差し引き (367day) を 行った結果を図 4.3,4.4 に示す。

4.1.2 ダスト放射モデルのフィッティング

§4.1.1 で求めた赤外超過成分のみの SED をダスト放射モデルでフィッテイングし、ダスト物理量に制限 を与える。超新星で生成されるダストの典型的なサイズは 0.01µm であることから [10]、ミー散乱理論を用 いてダスト放射モデルを見積った。その近似式は以下のように表される。

$$I(\lambda) = \pi a^2 \times Q \times B(\lambda) \tag{4.1}$$

ここで、a:ダストの半径、Q:ダストの組成、サイズ、波長に依存する量、 $B(\lambda)$:黒体放射である。ダスト の組成として、 Amorphous Carbon と Astronomical Silicate を用いた。これは、宇宙空間で生成されるダ ストの大部分は Amorphous Carbon または Astronomical Silicate であると考えられているためである [25]。 Amorphous Carbon と Astronomical Silicate の屈折率のデータは、Rouleau&Martin(1991) と Draine(1985) を参照した [26][27]。

今回、赤外超過の明確な始まりを観測出来無かったため、赤外超過前の 215day の差し引きで求めた SED と赤外超過直後 367day の差し引きで求めた SED の 2 パターンに対し、ダスト放射モデルを用いて、結果 を見ては目で合わせこむという方法でフィッティングを行い、双方を比較することにした。その結果を図 4.5-4.12 に示す。(フィッティングを行った 350-900 日のデータの内、代表的な 4 つの時期のものを示してい る。) また、フィッテイングにより求まったダストの量と温度を表 4.1,4.3 及び図 4.13,4.14 にまとめた。た だし、886day の SED 差し引きは差し引かれる日と離れているためその間の光球の変化が反映されず差し 引き残りがある。そのため、886day の結果より求まったダスト物理量はある程度のエラーをもった値であ



図 4.2: 赤外超過前後の SED の変化



図 4.3: 赤外超過前の 215day を用いて差し引きを行っ図 4.4: 赤外超過直後 367day を用いて差し引きを行った結果 た結果

るため注意が必要である。また、今回ダストのサイズとして 0.01µm を採用したが、ダストサイズは求まる ダストの量にそれほど敏感ではない。

結果の図を見ると 215day 差し引き、367day 差し引きのどちらにおいても、1350-1750K の高温のダスト 放射とよく一致している。また、図 4.13,4.14 をみると赤外超過後は 1750-1600K のダスト放射でフィット出 来ているものが、赤外超過2ヶ月後には少し温度の低い1400-1300Kへと変化しているのが見て取れる。さ らに 886day においては、1350K より低温の 1000K のダスト放射に近い。それに合わせて、ダストの総質 量が徐々に増えていっている。これは、赤外超過直後に高温のダストが生成され、そのダストが時間経過と 共に徐々に冷えつつも生成が継続する事が反映されいると考えられる。また、一般的にケイ素質のダストは ~1000K 以上では生成されにくいと考えられていることから新しく出来たダストは主に炭素質が主である と考えられる [28]。これらの結果より、超新星発見から 350-400 日後の近・中間赤外波長の SED は、温度 ~ 1500 K、総質量 $10^{-4} - 10^{-3} M_{\odot}$ の炭素質のダスト熱放射とコンシステントであると示唆される。215day 差し引き、 $367\mathrm{day}$ 差し引きの比較においては、400-500日の生成されたダストの総質量の $\sim 10^{-3} M_\odot$ 差 から 215-367 日の間の赤外超過の始まりにその程度のダストが作られたことが読み取れる。392day 以降に 対する差し引きでは、215day に比べ 367day を用いて差し引きを行った方がより時間変化による光球の成 分を反映出来ると考えられる。そのため、367day を 215day で差し引いて求めたダスト量に、それ以降は 367day 差し引いて求めたダスト量を足していく事でより正確な新しく生成されたダストの総質量を求めた。 その結果を図 4.13,4.14 と表 4.3 にまとめた。392day での値は 367day 差し引きで求めた量と差があるもの の、500day ではほぼ 215day,367day 差し引きそれぞれで求めた量とほぼ違いは出なかった。

ただし、ここで求めた量は実際に出来たものに比べて下限になっていることに注意したい。これは、次 のような理由からである。まず、今回、生成されたダストの総質量は可視光によって温められた高温熱放 射をだけ観測することにより見積っていることから、その温度以下の低温のダストについてはそれに埋も れて考慮していないためである。また、観測された高温熱放射についても実際は超新星周りの星周物質や、 自身のダスト雲といったものにより減光を受けていると考えられるためである。これらのことから、今回見 積ったダストの総質量は実際のダスト総質量の下限として扱わないといけない。

発見からの日数	Amorphous Carbon	Amorphous Carbon	Astronomical Silicate	Astronomical Silicate
	ダスト温度	ダスト総質量	ダスト温度	ダスト総質量
367day	1600K	$2.2\text{e-}4M_{\odot}$	1600K	$4.4 ext{e-}3M_{\odot}$
392day	1600K	$2.2\text{e-}4M_{\odot}$	1600K	$4.4 ext{e-}3M_{\odot}$
453day	1350K	$7.4\text{e-}4M_{\odot}$	1350K	$1.37 \mathrm{e}{\text{-}} 2 M_{\odot}$
464day	1350K	$7.8\mathrm{e}\text{-}4M_{\odot}$	1350K	$1.45 \text{e-} 2 M_{\odot}$
471day	$1350\mathrm{K}$	$8.0e-4M_{\odot}$	1350K	$1.46 ext{e-}2M_{\odot}$
478day	1350K	$8.0e-4M_{\odot}$	1350K	$1.46\text{e-}2M_{\odot}$
551day	1350K	$8.2\text{e-}4M_{\odot}$	1350K	$1.52 \text{e-} 2 M_{\odot}$
886day	(1000K)	$(2.1e-3M_{\odot})$	(1000K)	$(3.3 ext{e-}2M_{\odot})$

表 4.1:	赤外超過前の	215day $\boldsymbol{\sigma}$ SED	差し引きのダン	ヽ ト放射モデル	<i>,</i> のフィッティ	ングにより	求まったダスト
物理量	をまとめた表。						



図 4.5: 赤外超過前の 215day の差し引きで求めた 367day の SED をダスト放射モデルのフィッティング したもの (緑の点線がダストを Amorphous Carbon と仮定したダスト放射モデル。青の点線がダストを Astronomical Silicate と仮定したダスト放射モデル。)



図 4.6: 赤外超過前の 215day の差し引きで求めた 464day の SED をダスト放射モデルのフィッティングしたもの (図 4.5 に準ずる)



図 4.7: 赤外超過前の 215day の差し引きで求めた 551day の SED をダスト放射モデルのフィッティングしたもの (図 4.5 に準ずる)

発見からの日数	Amorphous Carbon	Amorphous Carbon	Astronomical Silicate	Astronomical Silicate
	ダスト温度	ダスト総質量	ダスト温度	ダスト総質量
392day	1750K	$1.8\mathrm{e}\text{-}5M_{\odot}$	1750K	$3.75\mathrm{e}\text{-}4M_{\odot}$
453day	$1150 { m K}$	$1.1 ext{e-}3M_{\odot}$	1150K	1.85 e- $2M_{\odot}$
464day	$1350 \mathrm{K}$	$5.5\mathrm{e}{-4}M_{\odot}$	$1350 \mathrm{K}$	$1.03 ext{e-}2M_{\odot}$
471day	1350K	$5.5\mathrm{e}{-4}M_{\odot}$	1350K	$1.03 ext{e-}2M_{\odot}$
478day	1350K	$5.0\mathrm{e}{-4}M_{\odot}$	1350K	$9.2 ext{e-}3M_{\odot}$
551day	1350K	$6.5\mathrm{e}{-4}M_{\odot}$	1350K	$1.2\text{e-}2M_{\odot}$
886day	(1000K)	$(2.1e-3M_{\odot})$	(1000K)	$(3.3e-2M_{\odot})$

表 4.2: 赤外超過前の 367day の SED 差し引きのダスト放射モデルのフィッティングにより求まったダスト 物理量をまとめた表



図 4.8: 赤外超過前の 215day の差し引きで求めた 886day の SED をダスト放射モデルのフィッティングしたもの。0.8µm-1.2µm で見られる超過は、差し引きに用いる SED の日が差し引かれる日と離れているためその間の光球の変化が反映されず差し引き残りがあるからである。(緑の点線がダストを温度 1000K の Amorphous Carbon と仮定したダスト放射モデル。青の点線がダストを温度 1000K の Astronomical Silicate と仮定したダスト放射モデル。紫の点線がダストを温度 13500K の Amorphous Carbon と仮定したダスト 放射モデル。水色の点線がダストを温度 1350K の Astronomical Silicate と仮定したダスト放射モデル。)

発見からの日数	Amorphous Carbon	Astronomical Silicate
	ダスト総質量	ダスト総質量
392day	$2.4 ext{e-4}M_{\odot}$	$4.8\mathrm{e}\text{-}3M_{\odot}$
453day	$1.3 ext{e-}3M_{\odot}$	$2.3 ext{e-}2M_{\odot}$
464day	$7.7\mathrm{e}\text{-}4M_{\odot}$	$1.5 ext{e-}2M_{\odot}$
471day	$7.7\mathrm{e}\text{-}4M_{\odot}$	$1.5 ext{e-}2M_{\odot}$
478day	$7.2\mathrm{e}\text{-}4M_{\odot}$	$1.4 ext{e-}2M_{\odot}$
551day	$8.7\mathrm{e}\text{-}4M_{\odot}$	$1.6 ext{e-}2M_{\odot}$
886day	$(2.1 ext{e-}3M_{\odot})$	$(3.4e-2M_{\odot})$

表 4.3: 367day を 215day で差し引いて求めたダスト量に、それ以降は 367day 差し引いて求めたダスト量 を足していく事で求めたダスト総質量。



図 4.9: 赤外超過前の 367day の差し引きで求めた 392day の SED をダスト放射モデルのフィッティングしたもの (図 4.5 に準ずる)



図 4.10: 赤外超過前の 367day の差し引きで求めた 464day の SED をダスト放射モデルのフィッティングしたもの (図 4.5 に準ずる)



図 4.11: 赤外超過前の 367day の差し引きで求めた 551day の SED をダスト放射モデルのフィッティングしたもの (図 4.5 に準ずる)



図 4.12: 赤外超過前の 367day の差し引きで求めた 886day の SED をダスト放射モデルのフィッティングしたもの (図 4.8 に準ずる)



図 4.13: ダストの組成を Amorphous Carbon として SED のダスト放射モデルのフィッティングから求まった物理量のグラフ。上の図が時間に対する可視光 V バンドと近赤外 K バンドの等級。中の図が時間に対す るダスト温度の変化。下の図が時間に対するダストの総質量の変化。下の図の白抜きの点は、215day で差 し引き行った 367day の SED に 367day で差し引きを行ったデータを足し合わせたデータ。



図 4.14: ダストの組成を Astronomical Silicate として SED のダスト放射モデルのフィッティングから求 まった物理量のグラフ。上の図が時間に対する可視光 V バンドと近赤外 K バンドの等級。中の図が時間に 対するダスト温度の変化。下の図が時間に対するダストの総質量の変化。

4.1.3 ダスト生成サイト

今回、SN 2010jlの光度曲線上において赤外超過が見られ、それが生成されたばかりと考えられる高温の ダストによるもので説明できることを示したが、生成されたばかりのものかどうかは自明ではない。特に 中間赤外超過を説明するものとして新しく出来たダストからの熱放射ではなく爆発以前から存在したダス トからのエコーという現象がある。これは、爆発以前に親星が質量放出によりはき出した星周物質中で生 成されたダストが爆発後に超新星の光を吸収し赤外域で再放射するというものである。

SN 2010jlでは、発見から 90 日後において近中間赤外での超過が見られた。Andrews et al. は、90day の SED より元々存在したダストによるエコーの存在を指摘した [29]。彼らがその解析から得られたモデル は次のようなものである。超新星から 6 × 10^{17} cm 離れたあたりに親星が質量放出した物質中で生成された ダストにより総質量 $0.03-0.35M_{\odot}$ のダスト・トーラスが存在しており、そのうち 90day 頃には、スカイ面 から我々の方向に 60-80° 傾いた辺りに位置するダスト (=トーラス全体における 5%程度) によるエコー放射が効いて、観測されたような近中間赤外超過が見られたというものである。そして、450day 頃にはトー ラスの我々から向こう側でのエコーも見えだすためトーラス全体において明るいエコー放射が見られるだ ろうと示唆した。

そこで、我々が350day 付近で捉えた赤外超過が、このエコーによるものかどうかを検証しておく必要が ある。考える描像は、今回の赤外超過が超新星爆発から約1年後であったことより、爆発1年後において 超新星の中心から1光年離れた場所に位置する元々存在したダストが爆発の時の光を受けて吸収と再放射 により赤外超過を示したというモデルを仮定し、この場合に元々存在したダストが赤外超過を示すほどの 温度に達するか考える。ダスト粒子が超新星の光から吸収するエネルギーと、熱放射して失うエネルギー の釣り合いは以下の式であたえられる [30]。

$$\pi a_d^2 \frac{L_*}{4\pi r^2} < Q_{abs}(T_*, a_d) >= 4\pi a_d^2 \sigma T_d^4 < Q_{abs}(T_d, a_d) >$$
(4.2)

ここで、 a_d はダスト粒子の大きさ、 L_* は超新星のフラックス、r は超新星からダストまでの距離、 σ は ステファン・ボルツマン定数、 T_* は超新星の温度、 T_d はダスト粒子の温度である。< $Q_{abs}(T, a) >$ はプラ ンク関数 B_λ による平均を表し、以下の様に記述される。

$$\langle Q_{abs}(T,a) \rangle = \frac{\int_0^\infty B_\lambda(T)Q_{abs}(\lambda,a)d\lambda}{\int_0^\infty B_\lambda(T)d\lambda}$$

$$(4.3)$$

 $Q_{abs}(\lambda, a)$ はダスト吸収因子である。今、求めたいダストの温度 T_d は 4.2 より以下のように変換出来る。

$$T_d^4 < Q_{abs}(T_d, a) > = \frac{}{16\pi r^2 \sigma}$$
(4.4)

 $a_d = 0.01 \mu m$ 程度の小さなダストの場合、プランク平均された吸収因子は低い温度において指数関数上でリニアに変化するため次のように近似が出来る [30]。

$$\langle Q_{abs}(T, a_d = 0.01 \mu m) \rangle = 5.3646 \times 10^{-7} T^{1.3836}$$
 (4.5)

式 (4.4),(4.5) を用いて、元々存在したダストが持ちうる温度を計算していく。今回の仮定では、爆発直後の光が1年後に1光年先にあるダストに届くというものであるから、まず極大付近の極大光度 L_* と温度 T_* を求める。極大光度 L_* (発見から 29.7 日後)は、図 3.8 より 2.29e+43(erg/s)と求められる。温度はこの日の SED を黒体放射でフィッティングすることにより求める。フィッティングの結果を 4.15 に示す。この時期は、1 温度の黒体放射でよく一致しその温度 6300K を極大付近の温度として採用する。



図 4.15: 発見から 29.7 日後の SED を 1 成分の黒体放射でフィッティングした結果

式 (4.4),(4.5) に $T_* = 6300(K), L_* = 2.3 \times 10^{43} (erg/s), r = 9.5 \times 10^{17} (cm), \sigma = 5.7 \times 10^{-5} (erg/cm^2/K^4/s)$ を代入すると以下のようになる。

$$T_d^4 < Q_{abs}(T_d, a) >= \frac{\langle Q_{abs}(T_*, a)L_* \rangle}{16\pi r^2 \sigma} T_d^{45.3836} = 1.6242 \times 10^{15} T_d = 669(K)$$
(4.6)

この結果より、爆発直後の光が1年後に1光年先にあるダストに届いた場合のダスト温度は約700Kであることが見積れた。これは、赤外超過成分SEDのダスト放射モデルのフィッティングで求まった~1500K 程度熱放射とは一致しない。つまり、350日付近の赤外超過を説明するのには、爆発以前から存在したダストでは不十分であり、新しく出来たダストによる熱放射を後押しする結果が得られたと言える。

さらに、式 (4.4),(4.5)の式を用いて新たにダストが生成されたことを示したい。検証するのは赤外超過 が見られた発見1年後に超新星の最外層付近の ejecta が到達する地点でのダスト温度である。ダストが生 成されるには、この温度が2000K以下でないといけない。それは、一般的にダストは1000-2000Kの間の 温度で生成されると考えられており2000K以上では蒸発してしまうためである。

超新星の最外層付近の ejecta が 1 年後に到達する地点の見積りは、爆発直後スペクトルにおける H α 輝線を構成する速度成分のうち最も速いものを用いて、その速度をもつ物質が 1 年後に到達する距離を出す ことで求める。半値全幅の見積りには、IRAF の splot タスクを用い H α 輝線をガウシアンフィットするこ とで 3 つの速度成分を見積った。その結果を図 4.16,4.4 に示す。4.16 の輝線のうち、幅が細いものから速 度成分 1、速度成分 2、速度成分 3 と呼ぶこととする。結果から速度成分 3 が最も膨張速度が速く、超新星 の最外層付近の成分であるとみなすことにする。ただし、H α 輝線のフィッティングにおいて真に端の方の 成分 (つまりより高速な成分) はフィット出来ておらず、最速成分よりは少し遅い成分であることに注意し ておきたい。



図 4.16: IRAF の splot タスクで H α 輝線をガウシアンフィットした結果。表 4.4 に示すように 3 つの速度 成分で表されることが判る。

求まった最外層付近の代表的速度 (=9390km/s) から、式 (4.4) を用いて超新星からダストまでの距離 r'を求める。速度成分 3 が 1 年後に届く距離であるから $r' = 3.0 \times 10^{16} (cm)$ となる。超新星からの距離が $r' = 3.0 \times 10^{16} (cm)$ よりこの距離は光の速さで約 11 日で届く距離である。よって、超新星の光度 L_* と温度 T_* については発見から約 1 年後付近の値を用いる。その値は、それぞれ $L'_* = 5.7 \times 10^{42} (erg/s), T'_* = 5500(K)$ になる。これらの値と式 (4.4),(4.5) より赤外超過が見られた発見 1 年後に超新星の最外層付近の ejecta が

	半値全幅 (Å)	膨張速度 (km/s)
速度成分1	10.56	481
速度成分2	47.4	2158
速度成分3	206.2	9390

表 4.4: 3 つの速度成分の半値全幅と膨張速度。

到達する地点でのダスト温度 T'_d は以下のようになる。

$$T'_{d}^{4} < Q_{abs}(T'_{d}, a) > = \frac{< Q_{abs}(T'_{*}, a)L'_{*} >}{16\pi r'^{2}\sigma} T'_{d}^{45.3836} = 3.434 \times 10^{17} T'_{d} = 1808(K)$$
(4.7)

結果より発見1年後における超新星の最外層付近の ejecta が到達する地点でのダスト温度は~1800K 程 度になることが分かった。この温度はダストが蒸発する温度2000Kよりわずかに低いことから、超新星の ejecta 内でダストが存在しえることが証明された。さらに、特に注目すべき事実は1800Kというダスト温 度が発見1年後の赤外超過成分 SED から求まった~1700K 程度の高温ダストの熱放射と不定性の範囲内で 一致していることである。つまり、今回観測されたダストは超新星の最外層の ejecta 付近で作られたと考 えても矛盾はないことがこの結果から示された。

4.2 SN 2010jlの星周物質と親星

超新星では稀なダスト生成を示した SN 2010jlの親星、及び親星が放出した星周物質についてみていきたい。SN 2010jlの親星が存在する場所は、ハッブル宇宙望遠鏡において爆発の 10 年前に観測されていた。そのデータでは、親星そのものは分解出来ていないものの親星が属するクラスターの性質が求められており、 $\sim 30 M_{\odot}$ 以上の大質量の星の爆発であると考えられ、爆発以前に LBV 星のように非常に密度の濃い星周物質がはき出されていたと示唆されている [32]。LBV 星とは、大質量の星が自身の輻射圧により質量放出を激しく行う段階の星である。

親星の質量放出についても水素輝線の相対強度より制限が与えられている。はき出された星周物質の量, 質量放出の割合,星周物質の密度は表 4.5 のように推定されている [33]。IIn 型超新星 SN 2006tf の推定値 も一緒に載せる [34]。SN 2006tf は、SN 2010jl よりも高い絶対光度を示した (R バンドでの極大光度-21 等 [34])超新星であり、LBV のような親星が激しい質量放出を行いその濃い星周物質との相互作用が高い光度 をもたらしたとされている。この 2 つの超新星における星周物質の物理量を比較してみるとその値が似通っ ていることに気づく。Maeda et al. では、その光度、光度曲線、スペクトルの進化が類似していることも報 告されている [33]。つまり、SN 2010jl と SN 2006tf は、よく似た親星の爆発だったと言える。それでは、 なぜ SN 2010jl でのみダスト形成がみられたのだろうか。

図 3.13 では、SN 2010jl と SN2006tf の時間に対する水素輝線の強度変化が示されていた。SN2006tf は 初期から SN 2010jl よりも高い輝線強度を示している。しかし、後期においては、SN 2010jl の輝線強度が 相対的に高いことが読み取れる。これは、SN 2010jl の星周物質が超新星から遠く離れた位置まで高い密度 で分布していることとコンシステントである。この事は §4.1.3 で求めたようにダストは ejecta の最外層付 近で作られたという結果にも関連し重要である。それは、SN 2010jl において爆発1年後に ejecta の最外層

	放出質量 (M_{\odot})	質量放出割合 $(M_{\odot}yr^{-1})$	星周物質密度 (cm ⁻³)
SN 2010jl	$0.9 \sim 9$	$0.02 \sim 0.2$	$3 \times 10^7 \sim 3 \times 10^8$
SN 2006tf	~ 6	~ 0.1	$\sim 10^7$

表 4.5: SN 2010jl と SN 2006tf の星周物質の推定されている物理量 [33]

が膨張し、その放射平衡温度がダストの凝結出来るほど冷えた所で濃い星周物質との相互作用がダスト生成を引き起すという考えに繋るためである。つまり、SN 2010jl でのみ IIn 型超新星でダスト生成が観測された背景には、超新星の外側にまで高い密度の星周物質が分布していることが関係しているということが考えられる。可視光から X 線にかけての観測より導き出したモデルでは、超新星中心から ~ $10^{16}cm$ 以内には $10M_{\odot}$ 以上の星周物質が存在していたことが報告されている。[35] 超新星中心から ~ $10^{16}cm$ という距離は、放射平衡温度がダストの凝結出来る距離に一致する。この結果もまた、濃い星周物質環境下で超新星が膨張しその外層が冷えた時に大量のダストを生成したというシナリオを後押しするものと言える。

第5章 まとめ

本論文では、明るい IIn 型超新星 SN 2010jl についての観測的研究を行った。

SN 2010jl は、発見から約1年後に可視減光に伴う近赤外増光を示した。このような振舞いは超新星では ほとんど観測例がなく稀であった。過去に同じ振舞いを示した SN 2006jc では、超新星爆発後に新たにダ スト生成されそれが熱放射したことが要因であると考えられている。同じ振舞いを示した SN 2010jl におい てもダストを形成した可能性が考えられた。超新星は星間ダストの主要な共給源のひとつと考えられてい るが、その生成過程はよくわかっておらず、SN 2010jl がその良い研究対象となることから、数年という長 期に亘り観測を行った。

測光から得られた SED の黒体放射関数のフィッテイングからは、発見初期の SED はほぼ ~6000K の1 成分で説明できるものの、赤外超過後のデータでは ~5000-6000K の放射に加え、~1700K 程度の高温のダ スト起源と思われる熱放射が見られた。より詳しく解析するため、赤外超過成分のみのスペクトルを抽出 し、ミー散乱理論を用いてダスト放射モデルでの説明を試みた。その結果、発見から 350-400 日後の赤外超 過成分は、温度 ~1500K、総質量 $10^{-4} - 10^{-3}M_{\odot}$ の炭素質のダスト熱放射とコンシステントであることが 判った。

先行研究では Hα 輝線が時間変化と共に blue shift することから、emission 領域でのダスト形成が示唆 されていたが、赤外超過直後にその blue shift の様子に顕著な変化は見られないことから、このダストは emission 領域の外で生成されたと考えられる。

また、先行研究で指摘されていた SN 2010jl での~100 日後からの赤外超過は、星周領域に元々存在し たダストの光吸収と再放射によるものだと説明されていたが、この1年後の大規模な赤外超過が発生した 時点で到達した光によるダスト平衡温度は~600K であり、観測された赤外超過を説明するダスト温度と一 致しない。一方で、1年後に高速膨脹成分が到達した地点でのダスト平衡温度は~1800K で観測とおおよそ 一致する。よって、今回見られた発見1年後の赤外超過成分は元々存在したダストではなく新しく生成さ れたダストによる熱放射であると考えられる。

SN 2010jl は他の IIn 型超新星と比べ、爆発以前に大量の星周物質を掃き出していた事が他の可視光や X 線観測などで示されている。実際、SN 2010jl は水素輝線強度の時間変化においても他の IIn 型と比べ後期 に亘って高い強度を示した。これらの事は、超新星から遠く離れた所まで濃い星周物質が分布していること とコンシステントである。。今回、SN 2010jl において他の超新星ではほとんど見られないダスト形成が観 測された背景には、この非常に濃い星周物質が主要因と考えられ、そのような環境下で超新星が膨脹しそ の外層が冷えて放射平衡温度がダストの凝結温度になった時に大量のダストが出来たのではないかと結論 される。

61

謝辞

鹿児島大学での観測では、宮ノ下亮氏、面高俊宏氏(鹿児島大学)にデータ取得・解析の点で多くのご協力をして頂きました。京都産業大学での観測では、新井彰氏、磯貝瑞希氏にデータ取得・解析の点で多くのご協力をして頂きました。また、前田啓一氏(IPMU)には解析手法、理論など様々な面で尽力して頂きました。そして、山中雅之氏(京都大学)には毎週の超新星会議にて様々な知識を教えていただきました。大変ありがとうございました。

指導教官である川端先生にお礼申し上げます。大学院より新しく超新星を始めることになった私に熱心 にご指導して頂きました。また、その他の方々にも大変お世話になりました。ありがとうございました。

付録A 観測データー覧

MJD	Epoch	В	B error	V	V error	Rc	Rc error	Ic	Ic error	Telescope
55505.7	26.7	14.54	0.13	13.52	0.02	13.18	0.03	13.16	0.03	Kanata
55507.8	28.8	-	-	-	-	13.15	0.02	13.12	0.03	Kanata
55508.7	29.7	14.56	0.13	13.53	0.02	13.19	0.03	13.17	0.03	Kanata
55510.7	31.7	14.57	0.13	13.56	0.02	13.21	0.02	13.18	0.03	Kanata
55514.8	35.8	14.61	0.13	13.59	0.02	13.24	0.03	13.22	0.03	Kanata
55517.8	38.8	14.63	0.13	13.61	0.02	13.25	0.02	13.24	0.03	Kanata
55523.8	44.8	-	-	13.72	0.02	13.31	0.03	13.32	0.03	Kanata
55534.8	55.8	14.81	0.13	13.80	0.02	13.36	0.02	13.40	0.03	Kanata
55539.7	60.7	14.91	0.13	13.89	0.02	13.44	0.02	13.48	0.04	Kanata
55552.7	73.7	15.00	0.13	14.01	0.02	13.49	0.03	13.57	0.03	Kanata
55556.7	77.7	-	-	-	-	-	-	-	-	Kanata
55565.7	86.7	15.08	0.13	14.09	0.02	13.55	0.02	13.68	0.03	Kanata
55567.6	88.6	15.12	0.13	14.14	0.02	13.57	0.03	13.69	0.05	Kanata
55578.8	99.8	15.20	0.13	14.21	0.02	13.62	0.03	13.78	0.03	Kanata
55583.7	104.7	-	-	14.30	0.04	13.72	0.04	13.88	0.04	Kanata
55586.8	107.8	15.18	0.13	14.20	0.02	13.59	0.03	13.76	0.03	Kanata
55589.8	110.8	15.24	0.13	14.26	0.03	13.63	0.03	13.82	0.03	Kanata
55590.6	111.6	15.23	0.13	14.26	0.03	13.68	0.02	13.83	0.04	Kanata
55593.7	114.7	15.26	0.13	14.33	0.02	13.65	0.03	13.86	0.04	Kanata
55598.7	119.7	15.35	0.13	14.37	0.02	13.69	0.03	13.91	0.03	Kanata
55601.6	122.6	15.13	0.18	14.32	0.02	13.67	0.02	13.93	0.06	Kanata
55607.6	128.6	15.34	0.13	14.39	0.02	13.71	0.02	13.94	0.03	Kanata
55613.6	134.6	15.33	0.13	14.41	0.02	13.70	0.03	13.96	0.03	Kanata
55615.5	136.5	-	-	-	-	13.71	0.03	13.98	0.03	Kanata
55624.7	145.7	-	-	-	-	13.74	0.02	14.01	0.03	Kanata
55628.6	149.6	15.39	0.13	14.44	0.02	13.72	0.02	14.00	0.03	Kanata
55632.6	153.6	15.36	0.13	14.43	0.04	13.73	0.03	13.98	0.04	Kanata
55644.6	165.6	15.44	0.13	14.51	0.02	13.74	0.02	14.07	0.03	Kanata
55668.6	189.6	15.49	0.13	_	-	13.68	0.02	14.07	0.04	Kanata
55671.6	192.6	15.53	0.13	14.62	0.03	13.75	0.03	14.12	0.03	Kanata
55694.5	215.5	15.53	0.13	14.65	0.02	13.76	0.02	14.19	0.03	Kanata

MJD	Epoch	В	B error	V	V error	Rc	Rc error	Ic	Ic error	Telescope
55695.5	216.5	15.39	-	14.79	-	13.81	-	14.30	-	Kanata
55844.4	365.4	16.25	-	15.60	0.01	14.37	-	14.96	-	Kanata
55879.0	400.0	16.55	0.01	16.19	0.02	14.77	-	15.24	-	Kanata
55881.0	402.0	16.57	-	16.33	0.01	14.78	-	15.30	-	Kanata
55887.0	408.0	16.80	-	16.16	-	14.80	-	15.29	-	Kanata
55913.62	434.65	17.08	0.05	16.39	0.05	15.04	0.02	15.58	0.01	Kanata
55926.62	447.65	17.13	0.17	16.42	0.04	15.06	0.01	15.56	0.03	Kanata
55931.42	452.41	17.43	0.07	16.55	0.15	15.39	0.07	15.66	0.03	Kanata
55941.42	462.41	17.13	0.25	17.23	0.06	15.29	0.03	16.03	0.05	Kanata
55948.42	469.41	17.67	0.01	17.16	0.03	15.37	-	16.13	0.04	Kanata
55955.42	476.41	17.45	0.01	17.00	-	15.37	0.02	16.13	0.04	Kanata
55968.02	489.00	-	-	-	-	15.52	0.18	15.96	0.13	Kanata
55982.02	503.00	17.74	0.11	17.36	0.06	15.46	0.02	16.11	0.03	Kanata
55996.62	517.59	17.75	0.18	-	-	15.53	0.05	16.30	0.03	Kanata
56000.62	521.59	17.91	0.14	17.63	0.17	15.68	0.05	16.44	0.07	Kanata
56007.62	528.59	17.94	0.08	17.77	0.01	15.68	0.04	16.50	0.09	Kanata
56029.22	550.18	18.38	0.36	17.50	0.22	15.89	0.12	17.02	0.26	Kanata
56081.32	602.36	-	-	-	-	15.92	-	17.03	0.13	Kanata
56202.72	723.72	-	-	-	-	16.46	0.04	17.78	0.17	Kanata
56207.72	728.72	-	-	-	-	16.67	0.03	17.75	0.25	Kanata
56214.72	735.72	-	-	-	-	16.52	0.01	17.96	0.11	Kanata
$5\overline{6222.72}$	743.72	-	-	-	-	16.22	-	-	-	Subaru
56359.82	880.84	19.80	-	19.94	-	16.86	-	17.80	-	Subaru

表 A.1: 可視測光データ。Epoch の起源は、MJD=55479。B-Ic の単位は magnitude。

MJD	Epoch	J	J error	Н	H error	K	K error	Telescope
55507.8	28.8	12.75	0.07	12.29	0.06	-	-	Kanata
55508.8	29.8	12.75	0.07	12.29	0.06	12.13	0.08	Kanata
55510.7	31.7	12.77	0.05	12.28	0.07	12.15	0.10	Kanata
55514.8	35.8	12.73	0.06	12.42	0.20	12.14	0.24	Kanata
55517.8	38.8	12.70	0.06	12.42	0.07	12.12	0.11	Kanata
55523.8	44.8	12.79	0.13	-	-	12.13	0.19	Kanata
55531.7	52.7	12.84	0.16	-	-	12.25	0.25	Kanata
55534.8	55.8	12.91	0.06	-	-	12.33	0.12	Kanata
55539.7	60.7	12.88	0.09	12.53	0.09	12.23	0.14	Kanata
55544.8	65.8	12.99	0.06	12.60	0.09	12.30	0.22	Kanata
55552.8	73.8	12.97	0.09	12.62	0.12	12.32	0.12	Kanata
55565.7	86.7	13.08	0.10	12.68	0.14	12.48	0.14	Kanata
55568.9	89.9	13.10	0.09	12.77	0.12	12.46	0.14	Kanata
55571.8	92.8	13.10	0.07	12.76	0.16	12.45	0.24	Kanata
55578.8	99.8	13.16	0.06	12.88	0.35	12.46	0.20	Kanata
55583.7	104.7	13.15	0.14	12.88	0.35	12.65	0.32	Kanata
55586.8	107.8	13.19	0.07	12.79	0.07	12.47	0.07	Kanata
55589.8	110.8	13.17	0.09	12.83	0.08	12.54	0.10	Kanata
55590.7	111.7	13.22	0.13	12.92	0.06	12.63	0.15	Kanata
55597.7	118.7	13.23	0.08	12.85	0.10	12.61	0.15	Kanata
55606.6	127.6	13.26	0.15	12.93	0.10	12.60	0.16	Kanata
55612.6	133.6	13.26	0.10	12.93	0.08	12.61	0.25	Kanata
55614.7	135.7	13.34	0.06	12.97	0.11	12.55	0.27	Kanata
55623.7	144.7	13.19	0.23	12.96	0.14	12.64	0.14	Kanata
55627.6	148.6	13.38	0.09	13.05	0.17	12.74	0.23	Kanata
55629.7	150.7	13.31	0.17	13.05	0.17	12.55	0.27	Kanata
55670.6	191.6	13.26	0.10	12.99	0.28	12.73	0.23	Kanata
55693.5	214.5	13.40	0.09	13.19	0.08	12.61	0.27	Kanata
55871.0	392.0	13.67	0.04	12.77	0.02	12.16	0.03	Kanata
55925.0	446.0	-	-	12.70	0.03	11.83	0.02	Kanata
55932.0	453.0	13.89	0.03	12.72	0.01	11.80	0.01	Kanata
55933.0	454.0	13.85	0.01	12.68	0.01	11.82	0.01	Kanata
55943.4	464.4	13.82	0.01	12.73	0.01	11.82	0.01	Kanata
55950.4	471.4	13.81	0.01	12.70	0.01	11.81	0.01	Kanata
55957.4	478.4	13.85	0.01	12.74	0.01	11.83	0.01	Kanata

MJD	Epoch	J	J error	Н	H error	K	K error	Telescope
56030.0	551.0	13.90	0.02	12.70	0.01	11.80	0.00	Kagoshima
56044.0	565.0	13.85	0.01	12.63	0.01	11.80	0.00	Kagoshima
56058.0	579.0	14.20	0.02	12.80	0.01	11.88	0.01	Kagoshima
56070.0	591.0	14.21	0.02	-	-	-	-	Kagoshima
56235.3	756.3	14.86	0.04	13.41	0.04	12.34	0.02	Kagoshima
56248.3	769.3	-	-	13.45	0.04	12.18	0.03	Kagoshima
56276.2	797.2	14.95	0.05	13.57	0.04	-	-	Kagoshima
56312.8	833.8	15.37	0.02	13.81	0.01	12.51	0.01	Kanata
56323.8	844.8	15.47	0.02	13.89	0.01	12.54	0.01	Kanata
56334.8	855.8	15.64	0.04	13.94	0.01	12.61	0.01	Kanata
56354.8	875.8	15.65	0.02	14.06	0.01	-	-	Kanata
56365.8	886.8	15.53	0.03	14.03	0.01	12.68	0.01	Kanata
56393.8	914.8	15.80	0.02	14.22	0.01	12.81	0.01	Kanata

表 A.2: 近赤外測光データ。Epoch の起源は、MJD=55479。J-K の単位は magnitude。

MJD	Epoch	$3.6\mu m (erg/s/cm^2/\mu m)$	$4.5 \mu m (erg/s/cm^2/\mu m)$
55570	91	9.35e-13	6.70e-13
55732	253	8.32e-13	6.41e-13
55740	261	8.15e-13	6.68e-13
55943	464	1.98e-12	1.23e-12
56099	620	1.96e-12	1.29e-12

表 A.3: 中間赤外 Spitzer のフラックスデータ。Epoch の起源は、MJD=55479。

MJD	Epoch	Exposure(s)	Telescope
55505	26	300	Kanata
55507	28	300	ARAKI
55520	41	300	Kanata
55531	52	300	Kanata
55539	60	300	Kanata
55565	86	300	Kanata
55590	111	300	Kanata
55599	120	300	Kanata
55880	401	300	Kanata
55886	407	300	Kanata
55953	474	300	Kanata
55961	482	300	Kanata
55983	504	300	Kanata
56000	521	300	Kanata
56029	550	300	Kanata
56044	565	300	Kanata
56222	743	600	Subaru
56359	880	450	Subaru

表 A.4: 可視分光データ。Epoch の起源は、MJD=55479。

参考論文・資料

[1] Anglo-Australian Observatory/Daved Malin 撮影

http://www.aao.gov.au/images/captions/aat050.html

- [2] Flippenko et al. 1997 ^r Optical Spectra of Supernovae J
- [3] Li et al. 2004 ^r supernova rates from the Lick Observatory Supernova Search II. The observed luminosity functions and fractions of supernovae in a complete sample _J
- [4] http://www.hiroshima-u.ac.jp/hasc/institution/telescope/abstract/index.html

[5] 野本憲一編「元素はいかにつくられたか 超新星爆発と宇宙の科学進化」

- [6] lucy et al. 1989 [「]Dust Condensation in the Ejecta of SN 1987 A」
- [7] Pozzo et al. 2004 「On the source of the late-time infrared luminosity of SN 1998S and other Type II supernovae」
- [8] Smith et al. 2008 ^r Dust Formation and He II 4686 Emission in the Dense Shell of the Peculiar Type Ib Supernova 2006jc J
- [9] Carlo et al. 2008 「Near-Infrared Observations of the Type Ib Supernova SN 2006jc: Evidence of Interactions with Dust」
- [10] Nozawa et al. 2008 ^r Early Formation of Dust in the Ejecta of Type Ib SN 2006jc and Temperature and Mass of the Dust _J
- [11] Tominaga et al. 2008 ^r The Peculiar Type Ib Supernova 2006jc: A WCO Wolf-Rayet Star Explosion J
- [12] NED (NASA/IPAC EXTRAGALACTIC DATABASE) HP

http://ned.ipac.caltech.edu/

- [13] http://hasc.hiroshima-u.ac.jp/instruments/summary.html
- [14] http://hasc.hiroshima-u.ac.jp/instruments/summary.html
- [15] http://www.naoj.org/Introduction/j_index.html
- [16] http://www.naoj.org/Observing/Instruments/FOCAS/parameters.html

- [17] http://milkyway.sci.kagoshima-u.ac.jp/1m/sys/index.html
- [18] http://www.kyoto-su.ac.jp/kao/
- [19] SDSS (Sloan Digital Sky Survey) HP http://www.sdss.org/
- [20] Smith, J. A. et al. 2002 ^r The u'g'r'i'z' Standard-Star System
- [21] Deng et al. 2005 ^r Late-time spectroscopy of the interacting Type Ia SN 2002ic: evidence of a H-rich, asymmetric CSM _J
- [22] IRSA HP

http://irsa.ipac.caltech.edu/

- [23] Smith et al. 2012 ^r Systematic Blueshift of Line Profiles in the Type IIn Supernova 2010jl: Evidence for Post-shock Dust Formation?
- [24] Zhang et al. 2012 「Type IIn Supernova SN 2010jl: Optical Observations for over 500 Days after Explosion」
- [25] Gehrz et al. 1988 ^r The infrared temporal development of classical novae _J
- [26] Rouleau&Martin et al. 1991 ^r Shape and clustering effects on the optical properties of amorphous carbon _J
- [27] Draine et al. 1985 ^r Tabulated optical properties of graphite and silicate grains J
- [28] Nozawa et al. 2003 ^r Dust in the Early Universe: Dust Formation in the Ejecta of Population III Supernovae J
- [29] Andrews et al. 2011 ^r Evidence for Pre-existing Dust in the Bright Type IIn SN 2010jl
- [30] 川端弘治「新星放出物質中の塵粒子に関する研究」、修士論文、東北大学、1995
- [31] Nozawa et al. 2008 ^r Early Formation of Dust in the Ejecta of Type Ib SN 2006jc and Temperature and Mass of the Dust _J
- [32] Smith et al. 2011 ^r A Massive Progenitor of the Luminous Type IIn Supernova 2010jl J
- [33] Maeda et al. 2013 ^r Properties of Newly Formed Dust Grains in the Luminous Type IIn Supernova 2010jl _J
- [34] Smith et al. 2008 ^r SN 2006tf: Precursor Eruptions and the Optically Thick Regime of Extremely Luminous Type IIn Supernovae _J
- [35] Ofek et al. 2014 ^r SN 2010jl: Optical to Hard X-Ray Observations Reveal an Explosion Embedded in a Ten Solar Mass Cocoon J